
B 332827
II

KOSMOGRAFJA

DR. MARCIN ERNST
PROFESOR ASTRONOMJI UNIWERSYTETU LWOWSKIEGO

KOSMOGRAFJA

PODRĘCZNIK DLA SZKÓŁ ŚREDNICH

WYDANIE IV
POPRAWIONE I UZUPEŁNIONE
Z 76 RYCINAMI





NAKŁAD GEBETHNERA I WOLFFA
WARSZAWA ▽ ▽ KRAKÓW ▽ ▽ LUBLIN
ŁÓDŹ ▽ POZNAŃ ▽ WILNO ▽ ZAKOPANE

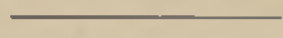


SKŁADY GŁÓWNE:

„THE POLISH BOOK IMPORTING CO., INC.“ NEW YORK
„KSIĘGARNIA POLSKA NA ŚLĄSKU, SP. AKC.“ KATOWICE

Z DRUKARNI ZAKŁADU NARODOWEGO IM. OSSOLIŃSKICH WE LWOWIE
POD ZARZĄDEM JÓZEFA ZIEMBIŃSKIEGO
1925

SPIS RZECZY.



WSTĘP.

1. Określenie kosmografji. Nauka, zajmująca się badaniem ciał niebieskich, nazywa się *astronomją*. Podstawą tych badań są *spostrzeżenia*, a miejscem spostrzeżeń — powierzchnia ziemi.

Ciała niebieskie widzimy jako jasne punkty lub tarcze na półkulistem *sklepieniu niebieskiem*. Obserwacja stwierdza zmiany położenia ciał niebieskich względem pewnych punktów i linij, które na sklepieniu niebieskiem wyznaczyć można. Część astronomji, zajmująca się badaniem tych zmian, nazywa się *astronomją sferyczną*.

Badania wspomniane prowadzą do wniosku, że sklepienie niebieskie jest złudzeniem, że odległości ciał niebieskich od nas są bardzo różne, a ruchy, które obserwujemy na sklepieniu niebieskiem, są tylko rzutami ruchów, zachodzących w przestworzu w kierunkach najrozmaitszych. Badaniem tych ruchów przestrzennych zajmuje się *astronomja teoretyczna*. Częścią jej jest *mechanika niebieska*, która z ruchów ciał niebieskich wnioskuje o działających siłach, oraz odwrotnie, zakładając działanie pewnych sił, wnioskuje o ruchach, które muszą być wynikiem tego działania.

Wreszcie zagadnieniami, dotyczącemi stanu fizycznego ciał niebieskich i warunków na nich panujących, zajmuje się *astrofizyka*.

Kosmografja jest to opis świata, oparty na wynikach wszystkich wymienionych działów astronomji.

ROZDZIAŁ I.

Ruch dzienny sklepienia niebieskiego.

---

2. Widnokrąg. Horyzont. Kształt ziemi. Gdy z jakiegoś miejsca na powierzchni ziemi patrzymy wdal, obejmujemy wzrokiem tylko niewielki obszar tej powierzchni wokoło miejsca obserwacji. Obszar ten jest ściśle ograniczony i nie powiększa się z dobrocią wzroku lub przez użycie lunety. Aby poznać kształt tego obszaru, niezależny od lokalnych nierówności powierzchni ziemi, należy spostrzeżenia robić w *miejscu otwartem*, t. j. na rozległej płaszczyźnie lub na powierzchni morza. Wówczas obszar ten przedstawia się jako koło, w którego środku znajduje się spostrzegacz, a na obwodzie zdaje się wspierać półkuliste sklepienie niebieskie.

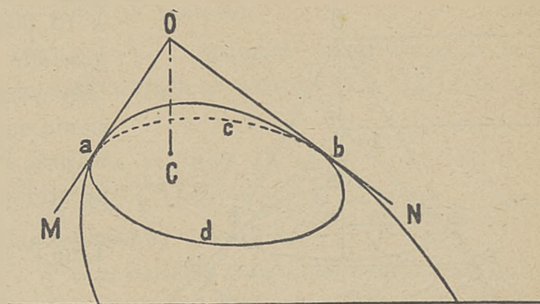
Obszar powierzchni ziemi, który z jakiegoś miejsca objąć można wzrokiem, nazywa się *widnokręgiem* tego miejsca, koło zaś, ograniczające widnokrąg, nazywa się *horyzontem fizycznym.*

Gdyby powierzchnia ziemi była płaską, widziećby można na niej przedmioty tem dalsze, im lepszym byłby wzrok obserwatora lub wspierająca oko luneta. W rzeczywistości obszar, ograniczony widnokręgiem, jest dla danego punktu powierzchni ziemi niezmienny. Wynika stąd, że powierzchnia ziemi jest powierzchnią krzywą.

Objaśnia się to w sposób następujący. Ponieważ światło od przedmiotów, które widzimy, w linji prostej dochodzi do oczu, więc, skoro znajdujemy się na powierzchni krzywej, np. MN (ryc. 1), a oko znajduje się w punkcie O, najodleglejszemi punktami tej powierzchni, które jeszcze dostrzec można, są te, w których proste, poprowadzone z punktu O, są do owej powierzchni styczne. W przypadku więc, który przedstawia rycina, granicą widzialnego obszaru dla oka, umieszczonego w punkcie O, byłaby linja abcd, która nie jest kołem, gdyż rzut punktu O na powierzchnię, t. j. punkt C, nie jest jednakowo odległy od wszystkich punktów tej krzywej. Aby owa linja abcd dla jakiegokolwiek punktu O nad powierzchnią zawsze była kołem, powierzchnia ta

musi być kulistą, co wynika z własności kuli. W tym przypadku (ryc. 2) punkt C jest jednakowo odległy od wszystkich punktów obwodu abcd.

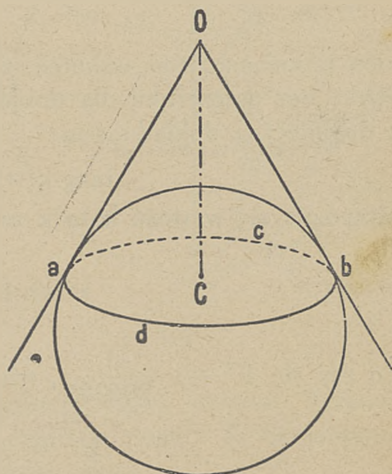
Dochodzimy więc do wniosku, że ziemia jest *kulą*, na której wypukłej powierzchni my się znajdujemy.



Ryc. 1.

Ponieważ sklepienie niebieskie wydaje się zawsze jednakowo półkulistem, gdziekolwiek na powierzchni ziemi znajduje się spostrzegacz, więc w istocie także i to sklepienie należy uważać za kulę, mającą środek w miejscu obserwacji.

Skutkiem zmiany miejsca obserwacji nie zmienia się widzialna wzajemna odległość ciał niebieskich na sklepieniu niebieskiem, z czego wynika, że odległość ich od ziemi, w porównaniu z rozmiarami kuli ziemskiej, jest bardzo wielka. Możemy ją uważać za nieskończenie wielkie, a w takim razie kulę ziemską co do rozmiarów za punkt. W tem założeniu, utożsamiając dowolnie środek ziemi z jakimkolwiek punktem jej powierzchni, możemy przyjąć, że pozorne sklepienie niebieskie ma kształt kuli, której środkiem jest ziemia, uważana jako punkt.



Ryc. 2.

Dokładne badania kształtu ziemi wykazują, że nie jest ona ściśle kulą; ale ponieważ ma postać bardzo do kuli zbliżoną, więc uważać ją będziemy za kulę zawsze wtedy, gdy takie założenie uprości wykład, nie wpływając na dokładność wniosków.

3. Obliczenie wielkości widnokręgu. Dla danego miejsca obserwacji promień widnokręgu wzrasta wraz z wzniesieniem obserwatora nad powierzchnię ziemi, jak to wyjaśnia ryc. 3. Dla punktu O horyzontem fizycznym jest koło abcd, dla punktu zaś O′ większe koło a′b′c′d′.

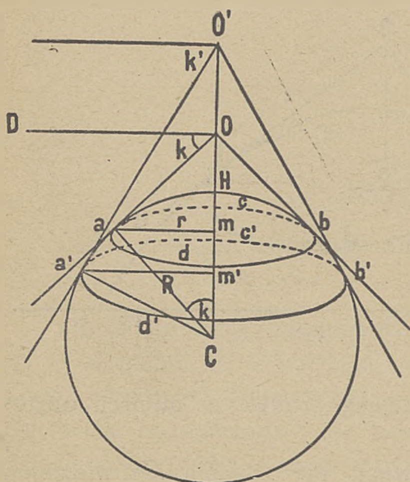
Znając wielkość promienia ziemi, można obliczyć promień widnokręgu, odpowiadający danemu wzniesieniu nad powierzchnię. Promieniem widnokręgu dla obserwatora w O jest łuk aH=w, któremu odpowiada kąt środkowy aCH=k. Gdy promień ziemi aC=R, a wzniesienie nad powierzchnią ziemi obserwatora HO=h, to z trójkąta aCO, prostokątnego przy a, jest

$$\operatorname{tang} k = \frac{aO}{R} = \sqrt{\frac{CO^2 - aC^2}{R}} =$$

$$= \sqrt{\frac{(R+h)^2 - R^2}{R}}$$

albo po redukcji

$$\operatorname{tang} k = \sqrt{2\frac{h}{R} + \left(\frac{h}{R}\right)^2}$$



Ryc. 3.

W praktyce wzniesienie nad powierzchnię jest tylko małym ułamkiem promienia ziemi, wskutek czego w wyrażeniu na tang k można drugi wyraz bez uszczerbku dla dokładności opuścić. Przyjmując też, że jest z dostateczną dokładnością

$$\operatorname{tang} k = \sin k = k'' \sin 1''$$

otrzymuje się wartość kąta k ze wzoru

$$k'' \sin 1'' = \sqrt{2\frac{h}{R}} \quad \dots\dots\dots\dots\dots \quad (1)$$

Że zaś $\sin 1'' = \frac{1}{206256}$, więc

$$k'' = 206265 \sqrt{2\frac{h}{R}}.$$

k'' oznacza, że wartość kąta k, wypływająca z tego wzoru, wyrażona jest w sekundach łukowych.

Mając wartość kąta k, otrzymujemy

$$\frac{w}{2\pi R} = \frac{k''}{360^0}$$

$$w = \frac{2\pi R k''}{360 \,.\, 60 \,.\, 60} = \frac{Rk''}{206265} = \sqrt{2hR} \quad \dots\dots \quad (2)$$

Promień kuli ziemskiej wynosi w przybliżeniu okrągło (ust. 64) 6370000 m. Podstawiając tę wartość we wzorach (1) i (2), otrzymujemy

$$k'' = 115''.6\sqrt{h} \quad \ldots\ldots\ldots\ldots \quad (1')$$

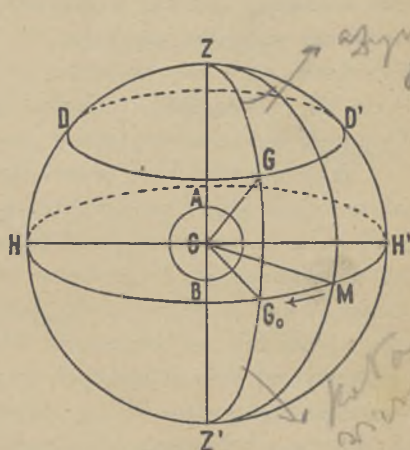
$$w = 3569\sqrt{h} \text{ metrów} \quad \ldots\ldots\ldots\ldots \quad (2')$$

Z powodu refrakcji (ust. 69) kąt k i promień widnokręgu w mają wartość nieco większą, aniżeli wypływająca ze wzorów (1′) i (2′). Ze spostrzeżeń wynika

$$k = 106''.5\sqrt{h} \ldots (1''), \quad w = 3862\sqrt{h} \text{ metr.} \ldots (2'')$$

Tak np. dla h = 1.75 m. jest k = 2′21″ i w = 5109 m. Wartość ta odpowiada średniemu wzrostowi człowieka.

4. Układ poziomowy. W celu badania ruchu ciał niebieskich odnosimy ich położenia do pewnych punktów i linij, określonych niezależnie od położenia ciał niebieskich. Podstawowym kierunkiem w danym punkcie powierzchni ziemi jest kierunek, określony przez położenie równowagi nitki, obciążonej na jednym końcu, a na drugim nieruchomo zawieszonej. Nitka taka nazywa się *pionem*, określa więc kierunek *pionowy*.



Ryc. 4.

Pion punktu A na powierzchni ziemi, uważanej za kulę (ryc. 4), jest normalnym do powierzchni ziemi w tym punkcie, przechodzi przez środek ziemi C, a w przedłużeniu przecina sklepienie niebieskie w dwóch diametralnie przeciwległych punktach Z i Z′, z których pierwszy Z nazywa się *zenitem* czyli *wierzchołkiem* punktu A, drugi zaś Z′ — *nadirem* czyli *spodkiem* tegoż punktu. Widzimy też z ryciny, że Z′ jesr zenitem, a Z nadirem punktu B, diametralnie przeciwległego punktowi A na powierzchni ziemi.

Każda płaszczyzna, przechodząca przez pion, przechodzi też przez środek ziemi, zenit i nadir i nazywa się *płaszczyzną pionową*, albo *wierzchołkową*. Płaszczyzny pionowe przecinają się ze sklepieniem niebieskiem według wielkich kół, które przechodzą przez zenit i nadir i nazywają się *kołami wierzchołkowemi* lub *kołami wysokości*; np. koło ZGZ′ na rycinie 4 jest kołem wysokości.

Każda płaszczyzna, prostopadła do pionu, nazywa się płaszczyzną *poziomą*. Płaszczyzna pozioma, przechodząca przez środek ziemi, prze-

cina się ze sklepieniem niebieskiem według wielkiego koła, które nazywa się *horyzontem astronomicznym* lub *prawdziwym*. Małe koła, równoległe do horyzontu astronomicznego, nazywają się *almukantarami*. Na rycinie 4 horyzontem astronomicznym jest koło HH′, almukantarem zaś koło DGD′. Kąt k = DOa na rycinie 3 jest miarą, o ile horyzont fizyczny (ust. 2) punktu O opuszczony jest poniżej horyzontu astronomicznego tego punktu. Nazywa się on *depresją* lub *obniżeniem* horyzontu fizycznego.

Przez każdy punkt na niebie można poprowadzić tylko jeden almukantar i tylko jedno koło wysokości. Chcąc określić położenie jakiegoś punktu na sklepieniu niebieskiem, należy podać almukantar i koło wysokości tego punktu.

Almukantar określa się przez jego *wysokość*, t. j. łuk GG_0 (ryc. 4) pomiędzy almukantarem a horyzontem astronomicznym, lub też przez odpowiadający mu kąt środkowy GCG_0. Zamiast wysokości można stosować też *odległość zenitalną*, t. j. łuk ZG lub odpowiedni kąt ZCG. Wysokość liczy się dodatnio w kierunku od horyzontu do zenitu od 0^0 do 90^0; odległość zenitalna jest dopełnieniem wysokości do 90^0. Wysokość oznaczać będziemy przez *h*, a odległość zenitalną przez *z*.

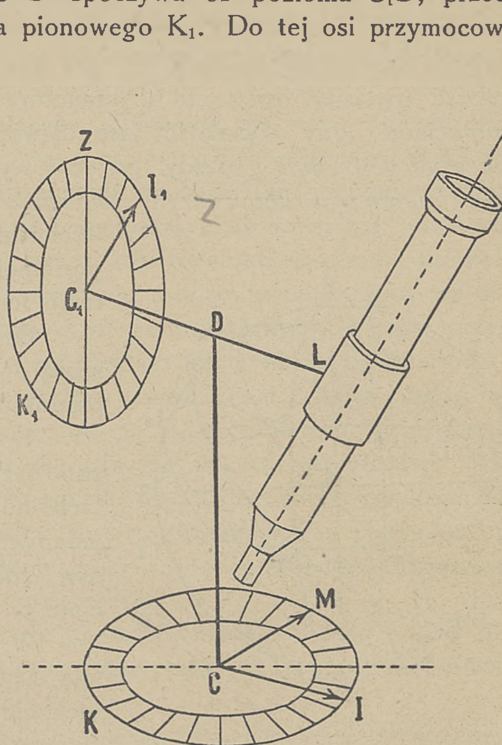
Aby określić koło wysokości ZGZ′, przechodzące przez punkt G, należy obrać jedno z kół wysokości za początek rachuby, np. koło ZMZ′; wtedy położenie koła wysokości punktu G określone jest przez kąt dwuścienny MZZ′G między płaszczyznami tych kół, albo przez odpowiedni kąt MCG_0 w płaszczyźnie horyzontu, lub też wreszcie przez odpowiedni łuk na horyzoncie MG_0. Za początek rachuby przyjmuje się zazwyczaj koło wysokości, zwane *południkiem astronomicznym*, którego znaczenie podane będzie później (ust. 6). Kąt między południkiem astronomicznym a kołem wysokości gwiazdy nazywa się *azymutem* i liczy się od 0^0 do 360^0 dodatnio w kierunku ruchu wskazówki zegara. Jeżeli na rycinie 4 koło ZMZ′ jest południkiem astronomicznym, to kąt MZZ′G lub MCG_0, albo też łuk MG_0, jest azymutem punktu G — i w przypadku, przedstawionym na rycinie, dodatnim. Azymut oznaczać będziemy przez *a*.

Wysokość (albo odległość zenitalna) i azymut określają całkowicie położenie ciała niebieskiego nad poziomem, są to więc jego *spółrzędne poziomowe*.

5. Teodolit. Do wyznaczania spółrzędnych poziomowych punktu na sklepieniu niebieskiem służy przyrząd, zwany *teodolitem* (ryc. 5). W zasadzie składa się on z dwu kół podzielonych, K i K_1, oraz lunety L do celowania. Jedno koło K jest poziome. Przez jego środek C przechodzi oś pionowa CD, do której przymocowana jest wskazówka

CI, biorąca udział w ruchu obrotowym osi CD; koniec I tej wskazówki przesuwa się po obwodzie koła K.

Na osi CD w punkcie D spoczywa oś pozioma C_1D, przechodząca przez środek C_1 koła pionowego K_1. Do tej osi przymocowana jest na jednym końcu wskazówka C_1I_1, na drugim zaś luneta L; tak wskazówka, jak i luneta, biorą udział w ruchu obrotowym osi poziomej, a koniec I_1 wskazówki C_1I_1 przesuwa się po obwodzie koła K_1. Płaszczyzna koła K_1 i kierunek lunety mają być prostopadłe do osi C_1D.



Ryc. 5.

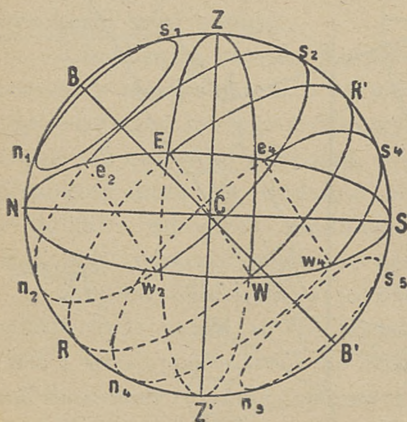
Przypuśćmy, że w przypadku, przedstawionym na rycinie, luneta zwrócona jest ku punktowi nieba, którego spółrzędne poziomowe należy wyznaczyć. Niechaj na kole K punkt M odpowiada położeniu lunety, a więc i koła K_1, w płaszczyźnie południka; podobnie na kole K_1 punkt Z niech odpowiada pionowemu położeniu lunety. Jak widzimy, kierunek lunety tworzy z pionem kąt ZC_1I_1. Jest to odległość zenitalna obserwowanego punktu; odpowiada jej na kole łuk ZI_1, który można odczytać. Tak samo MCI przedstawia kąt, który płaszczyzna koła K_1, a więc też koła wierzchołkowego punktu obserwowanego, tworzy z płaszczyzną południka. Jest to więc azymut tego punktu, któremu odpowiada na kole łuk MI.

W praktyce teodolit łączy się z rozmaitemi urządzeniami pomocniczemi, których celem jest osiągnięcie jak największej dokładności pomiarów oraz wygody.

6. Ruch dzienny gwiazd. Już powierzchowna obserwacja pozwala pośród gwiazd rozróżnić 2 kategorje. Jedne, jak np. znany wszystkim gwiazdozbiór Wielki Wóz, stale znajdują się nad horyzontem, inne zaś mogą ukrywać się pod nim. Chwila, w której gwiazda ukazuje się

nad horyzontem, nazywa się jej *wschodem*, a chwila, w której znika pod horyzontem, nazywa się *zachodem*.

Gwiazdy stale zmieniają swoją wysokość nad poziomem. Zmiany te zachodzą w określonych granicach, co wyraźniej stwierdzić można u gwiazd, które stale znajdują się nad poziomem. Chwile, w których wysokość gwiazdy osiąga te 2 krańcowe wartości, nazywają się jej *kulminacjami:* gdy wysokość jest największa, zachodzi *kulminacja górna* czyli *górowanie* gwiazdy, gdy zaś wysokość jest najmniejsza, zachodzi *kulminacja dolna* czyli *dołowanie* gwiazdy. Gwiazdy, które wschodzą i zachodzą, dołują pod poziomem, obserwować więc można tylko ich górowanie.



Ryc. 6.

Baczniejsza obserwacja z pomocą narzędzi astronomicznych (np. teodolitu) wykazuje, co następuje:

1. Dana gwazda wschodzi i zachodzi zawsze w tych samych punktach horyzontu, które nazywają się jeden *punktem wschodu*, drugi *punktem zachodu*, np. e_4 i w_4 na rycinie 6.

2. Dana gwiazda góruje i dołuje zawsze w tych samych punktach nieba; pierwszy z nich nazywa się *punktem górowania*, drugi *punktem dołowania.*

3. Punkty górowania i dołowania wszystkich gwiazd, np. s_1, s_2, s_4, s_5 i t. d., oraz n_1, n_2, n_4, n_5 i t. d., leżą na jednem wielkiem kole, przechodzącem przez zenit.

To wielkie koło BZB′Z′, na którem wszystkie gwiazdy górują i dołują, nosi nazwę *południka astronomicznego:* obrane ono zostało za początek, od którego się liczy azymuty (ust. 4). Linja prosta NS, według której płaszczyzna poziomu przecina się z płaszczyzną południka, nazywa się *linją południkową*, punkt S nazywa się *punktem południowym*, punkt N — *punktem północnym*. Prosta EW, prostopadła do linji południkowej, przecina horyzont w punktach E i W, z których pierwszy, przypadający po tej stronie horyzontu, gdzie znajdują się punkty wschodu gwiazd, nazywa się *punktem wschodnim*, drugi zaś, leżący po przeciwnej stronie horyzontu, nazywa się *punktem zachodnim.* Punkty S, W, N i E, odległe od siebie o 90^0, są to 4 *kardynalne* punkty horyzontu. Koło wierzchołkowe EZWZ′, przechodzące przez

punkty wschodni i zachodni, nazywa się *pierwszem kołem wierzchołkowem.*

4. Ruch każdej gwiazdy odbywa się na kole, którego płaszczyzna przechodzi przez punkt wschodu, punkt zachodu i punkty kulminacji tej gwiazdy, np. $e_4s_4w_4n_4$. Płaszczyzny tych kół są do siebie równoległe, a więc koła, które gwiazdy zakreślają na sklepieniu niebieskiem, również są do siebie równoległe. Nazywają się one *równoleżnikami.*

Niektóre równoleżniki, np. s_1n_1, całkowicie leżą nad horyzontem ESWN; gwiazdy, zakreślające takie równoleżniki, zawsze znajdują się nad poziomem, t. j. nigdy nie wschodzą i nie zachodzą. Inne równoleżniki, np. s_5n_5, całkowicie leżą pod horyzontem; gwiazdy, na nich się znajdujące, zawsze są pod poziomem, a więc również nigdy nie wschodzą i nie zachodzą. Wreszcie są równoleżniki, których część przypada nad horyzontem, część zaś pod nim, np. s_4n_4. Gwiazdy, które na nich się znajdują, wschodzą i zachodzą. Część równoleżnika, przypadająca nad poziomem, np. $e_4s_4w_4$, nazywa się *łukiem dziennym*, część zaś pod poziomem leżąca, np. $w_4n_4s_4$, nazywa się *łukiem nocnym.* Równoleżnik ERWR′, przechodzący przez punkt wschodni i punkt zachodni, nazywa się *równikiem świata;* jest to koło wielkie, podzielone przez koło horyzontu na dwie równe części, z których jedna znajduje się nad poziomem, druga zaś pod poziomem.

5. Środki wszystkich równoleżników leżą na jednej linji prostej BB′, przechodzącej przez miejsce obserwacji; a więc gwiazdy zakreślają koła naokoło tej linji prostej.

Prosta ta nazywa się *osią świata.* Przecina ona sklepienie niebieskie w dwóch punktach B i B′, które nazywają się *biegunami świata.* Biegun B, który znajduje się u nas nad poziomem, nazywa się *biegunem północnym,* biegun B′, znajdujący się u nas pod poziomem, nazywa się *biegunem południowym.* W bliskości bieguna północnego (odległość wynosi teraz 1^0 15′) znajduje się gwiazda α[1]) Małego Wozu lub Małej Niedźwiedzicy (α Ursae Minoris); nazywa się ona *gwiazdą biegunową* czyli *polarną* (ust. 79). W bliskości południowego bieguna niema tak jasnej gwiazdy; z jaśniejszych najbliżej tego bieguna znajduje się gwiazda σ Octantis, której odległość od bieguna wynosi 48′.

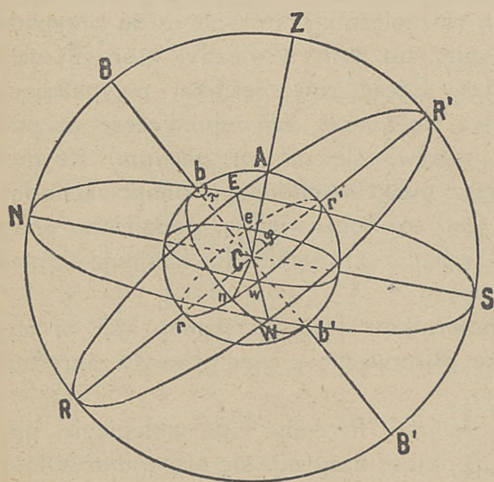
6. Oś świata tworzy z pionem danego miejsca obserwacji stały kąt BCZ; zależnie od położenia punktu obserwacji na ziemi i zmiennego kierunku pionu, kąt ten jest w różnych miejscach różny. To samo dotyczy kąta nachylenie płaszczyzny równika względem poziomu SCR′, który równa się kątowi BCZ.

---

[1]) Na końcu książki podany jest alfabet grecki.

7. Im bliżej biegunów znajduje się gwiazda, tem mniejszy jest jej równoleżnik; gwiazda, znajdująca się na biegunie, zakreślałaby koło nieskończenie małe, czyli byłaby nieruchomą — a więc biegun byłby zarazem punktem kulminacji tej gwiazdy. Zgodnie więc z wyżej powiedzianem (punkt 3), południk przechodzi też przez bieguny świata, a płaszczyzna południka, jako przechodząca przez bieguny i środek ziemi, przechodzi też przez oś świata.

W związku z powyższemi uwagami można określić południk astronomiczny w sposób następujący: płaszczyzna południka jakiegoś miejsca obserwacji jest to płaszczyzna pionowa, przechodząca przez oś świata, południkiem zaś astronomicznym tego miejsca jest koło wierzchołkowe, przechodzące przez bieguny świata.



Ryc. 7.

8. Ruch gwiazd po równoleżnikach jest jednostajny i okres czasu, potrzebny do jednego całkowitego obiegu, jest dla wszystkich gwiazd jednakowy. Ruch ten nazywa się *ruchem dziennym*, a okres w którym zjawiska ruchu dziennego się powtarzają, nazywa się *dobą gwiazdową*.

Przy ruchu tym gwiazdy nie zmieniają względnego położenia na sklepieniu niebieskiem; a więc ruch dzienny odbywa się w ten sposób, jak gdyby gwiazdy były przytwierdzone do sklepienia niebieskiego, które jako całość obraca się dokoła osi świata w ciągu doby gwiazdowej.

7. **Spółrzędne geograficzne.** Wyobrażając sobie ziemię C (ryc. 7) jako kulę, spółśrodkową ze sklepieniem niebieskiem, nazywamy część bb′ osi świata BB′, zawartą w granicach kuli ziemskiej, *osią ziemską;* punkty, w których oś świata przecina się z powierzchnią ziemi, t. j. końce osi ziemskiej b i b′, nazywamy *biegunami ziemskiemi*, a koło rr′, według którego powierzchnia ziemi przecina się z płaszczyzną równika świata RR′, *równikiem ziemskim*. Analogicznie *południkiem geograficznym* jakiegoś miejsca A na ziemi jest koło bAb′, przechodzące przez to miejsce i przez bieguny ziemskie, a *równoleżnikiem geograficznym* tego miejsca jest koło, równoległe do równika i przechodzące przez to miejsce.

Położenie punktu A na powierzchni ziemi określone jest przez następujące 2 spółrzędne: 1) *szerokość geograficzną*, t. j. kąt ACr′ = φ pomiędzy płaszczyzną równika a promieniem kuli ziemskiej CA, przechodzącym przez ten punkt; 2) *długość geograficzną*, t. j. kąt nCr′ = λ, który tworzy południk punktu A z innym południkiem bnb′, obranym za początek rachuby. Spółrzędne powyższe nazywają się *spółrzędnemi geograficznemi*.

Szerokość geograficzna liczy się od 0° do 90°, na północ od równika dodatnio, na południe ujemnie. Za początek rachuby długości geograficznej przyjmuje się południk, przechodzący przez jakieś wybitniejsze obserwatorjum (np. Greenwich, Paryż, Berlin), który nazywa się *południkiem głównym*; w geografji liczy się od 0° do 180° na wschód od głównego południka długość wschodnią, na zachód — zachodnią. W astronomji za południk główny powszechnie przyjmuje się południk greenwichski i liczy się długość geograficzną od 0° do 360° na zachód od tego południka dodatnio, a na wschód ujemnie.

Z określenia szerokości i długości wynika, że punkty powierzchni ziemi, leżące na jednym równoleżniku, mają jednakową szerokość geograficzną, punkty zaś, leżące na jednym południku, mają jednakową długość geograficzną.

Gdyby ziemia była kulą, pion w każdym punkcie powierzchni ziemi byłby przedłużeniem promienia, przechodzącego przez ten punkt, a więc szerokością byłby kąt pomiędzy pionem a płaszczyzną równika. Ponieważ ziemia różni się od kuli, więc pion nie jest przedłużeniem promienia. Należy więc odróżniać *szerokość geograficzną*, t. j. kąt między kierunkiem pionu danego miejsca a płaszczyzną równika, i *szerokość geocentryczną*, t. j. kąt między kierunkiem promienia ziemi, przechodzącego przez dany punkt, a płaszczyzną równika (ust. 65). Tylko w przypadkach, gdy z dostatecznem przybliżeniem uważać możemy ziemię za kulę, niema potrzeby czynić różnicy pomiędzy temi dwiema szerokościami.

8. **Spółrzędne godzinne.** Podobnie jak pion, zenit i horyzont, tak samo oś świata, biegun widzialny i równik mają dla danego miejsca obserwacji położenie ściśle określone i niezmienne. Można więc położenie gwiazd, zamiast do płaszczyzny horyzontu i południka, odnosić do płaszczyzny równika i południka; jest to korzystne z tego względu, ponieważ zmiany położenia gwiazd w tem odniesieniu przedstawiają się o wiele prościej.

Wyobraźmy sobie na sklepieniu niebieskiem wielkie koła, np. BGB′ (ryc. 8), poprowadzone przez oba bieguny. Koła te nazywają się *kołami godzinnemi* albo *kołami zboczenia*. Płaszczyzny tych kół prze-

chodzą przez oś świata. Łuk G_0G koła zboczenia, przechodzącego przez jakiś punkt G, zawarty między równikiem a tym punktem, nazywa się *zboczeniem* lub *deklinacją* tego punktu; odpowiada mu kąt środkowy G_0CG pomiędzy płaszczyzną równika a kierunkiem CG ku punktowi.

Ryc. 8.

Zboczenie liczy się w kierunku od równika do biegunów od 0° do 90° na północ dodatnio, na południe ujemnie. Oznaczać je będziemy przez δ lub D.

Niech będzie koło BZB' południkiem punktu obserwacji, to kąt ZBG = t, zawarty między południkiem a kołem godzinnem punktu G, nazywa się *kątem godzinnym* tego punktu i liczy się od 0° do 360° dodatnio na zachód, t. j. w kierunku wskazówki zegara. Odpowiada mu łuk $Z_0 G_0$ na równiku.

Zboczenie i kąt godzinny nazywają się *spółrzędnemi godzinnemi.* Jak widzieliśmy, przy ruchu dziennym gwiazda zakreśla równoleżniki, a więc zboczenie gwiazdy nie ulega zmianie. Dalej wiemy, że ruch gwiazdy na równoleżniku jest jednostajny, a więc też jednostajnie wzrasta kąt godzinny gwiazdy. Skoro więc zboczenie gwiazdy raz zostało wyznaczone, to dla wyznaczenia położenia gwiazdy na niebie w danej chwili potrzeba tylko znać jej kąt godzinny, a ten, ze względu na jednostajny ruch, wyznacza się bardzo łatwo.

Wyobraźmy sobie, że mamy zegar, na którym 24 godziny odpowiadają dobie gwiazdowej. W tym czasie, jak wiemy, gwiazda zakreśla cały swój równoleżnik, t. j. 360°, co odpowiada 15° na 1 godzinę, 15′ na 1 minutę czasu, 15″ na 1 sekundę czasu. Zegar, który jest w ten sposób uregulowany, idzie według *czasu gwiazdowego.*

Przypuśćmy, że w chwili górowania gwiazdy zegar wskazywał godzinę α, a w chwili danej pokazuje godzinę θ; znaczy to, że od górowania gwiazdy upłynął czas $t = \theta - \alpha$. Jeżeli różnica czasu t jest wyrażona w godzinach, to kąt godzinny gwiazdy w czasie θ jest $15^0 \times t$.

Celem większego uproszczenia w zastosowaniu do kątów godzinnych używa się w astronomji podziału koła na 24 godziny, i odpowiednio dzieli się godziny na minuty i sekundy czasowe. Przy tym po-

dziale liczba t określa wprost wartość kąta godzinnego, wyrażoną w godzinach, minutach i sekundach czasu. W celu odróżnienia minut i sekund czasowych od minut i sekund łukowych, oznacza się pierwsze przez litery m i s, drugie przez znaczki ′ i ″.

Zwróćmy uwagę jeszcze na dwa wnioski, wypływające z ryciny 7. Widzimy, że $\sphericalangle ACr' = \sphericalangle ZCR' = \sphericalangle BCN$. Kąt ZCR′ jest to zboczenie zenitu punktu A, a kąt BCN jest to wysokość bieguna B nad horyzontem punktu A. Widzimy więc, że szerokość geograficzna w danym punkcie równa się zboczeniu zenitu lub też wysokości bieguna w tym punkcie, t. j. $\varphi = \delta_Z = h_B$. Aby więc znaleźć szerokość geograficzną miejsca obserwacji, należy wyznaczyć zboczenie zenitu lub też wysokość bieguna.

Kąt R′CS, który tworzy płaszczyzna poziomu miejsca obserwacji z płaszczyzną równika, nazywa się *wzniesieniem równika nad poziomem*. Jest $\sphericalangle R'CS = \sphericalangle ZCS - \sphericalangle ZCR' = 90^0 - \varphi$; to znaczy, że wzniesienie równika nad poziomem równa się dopełnieniu szerokości geograficznej do 90^0.

9. **Spółrzędne równikowe. Czas gwiazdowy.** Aby zapomocą zegara gwiazdowego określić kąt godzinny gwiazdy, musimy znać czas α, który wskazuje zegar, gdy gwiazda góruje. Ten czas górowania różny jest dla gwiazd, leżących na różnych kołach zboczenia. W celu odróżnienia koła godzinnego gwiazdy należy znać kąt, jaki owo koło godzinne tworzy z jakiemś innem kołem zboczenia, obranem za początek rachuby. Za ten początek w astronomji przyjmuje się koło godzinne, przechodzące przez pewien ściśle określony punkt równika, zwany *punktem równonocy wiosennej*. Znaczenie tego punktu wyjaśnione będzie później (ust. 21).

Niechaj na rycinie 8 znak ♈ oznacza punkt równonocy wiosennej, a B♈B′ koło godzinne, poprowadzone przez ten punt. Kąt ♈BG, zawarty między kołem B♈B′ a kołem godzinnem gwiazdy BGB′, liczony w kierunku przeciwnym ruchowi wskazówki zegara, nazywa się *wznoszeniem prostem* lub *rektascensją* gwiazdy. Odpowiada mu łuk na równiku ♈G_0 pomiędzy punktem ♈ a punktem G_0, w którym koło godzinne gwiazdy G przecina się z równikiem. Oznaczać będziemy wznoszenie proste przez α lub RA.

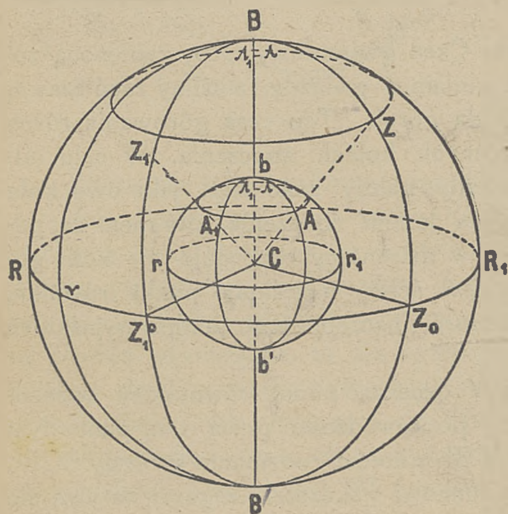
Wznoszenie proste gwiazdy, podobnie jak zboczenie, nie zmienia się z powodu dziennego ruchu nieba; dwie te wielkości określają więc położenie gwiazdy na niebie, niezależnie od miejsca obserwacji i czasu. Nazywają się one *spółrzędnemi równikowemi*.

Zazwyczaj wznoszenie proste liczy się jako łuk na równiku sposobem wyżej podanym, tak, że punkt równonocy wiosennej jest *po-*

czątkiem wznoszeń prostych. Wznoszenie proste tego punktu oczywiście równa się zeru.

Zegar gwiazdowy reguluje się w ten sposób, że jest na nim $0^g\ 0^m\ 0^s$, gdy w miejscu obserwacji góruje punkt równonocy wiosennej, którego wznoszenie proste równa się zeru. Gdy więc po pewnym czasie zegar pokazuje czas θ, to kąt godzinny punktu wiosennego jest też θ. Wogóle zegar gwiazdowy zawsze pokazuje kąt godzinny punktu wiosennego, a więc i odwrotnie kąt godzinny punktu wiosennego nazywa się *czasem gwiazdowym,* a chwila górowania tego punktu jest *początkiem doby gwiazdowej.*

Ze wzoru $t = \theta - \alpha$ widzimy, że gdy $t = 0$, jest $\theta = \alpha$. To znaczy, że w danej chwili górują te gwiazdy, których wznoszenie proste równa się czasowi gwiazdowemu. Kąt godzinny gwiazdy w jakiejkolwiek innej chwili jest różnicą pomiędzy czasem gwiazdowym w tej chwili a wznoszeniem prostem gwiazdy. Znając więc wznoszenie proste gwiazdy i zboczenie, można jej położenie na niebie w danym czasie gwiazdowym wyznaczyć.



Ryc. 9.

10. Czas miejscowy. Zenity wszystkich punktów, leżących na południku geograficznym bAb′ (ryc. 9), leżą na kole BZB′, punkty te mają więc też wspólny południk astronomiczny. Jednocześnie też w tych punktach góruje punkt wiosenny lub jakaś dana gwiazda. Wynika stąd, że w punktach, leżących na jednym południku ziemskim, doba gwiazdowa zaczyna się jednocześnie, a dalej, że mają one wszystkie jednakowy czas gwiazdowy; wynika też stąd, że dana gwiazda ma w danej chwili we wszystkich tych punktach jednakowy kąt godzinny.

Niechaj będzie λ długość geograficzna punktu A, i weźmy pod uwagę jeszcze punkt A_1 na południku geograficznym bA_1b', mający długość zachodnią λ_1, większą niż λ. Kąt więc $AbA_1 = \lambda_1 - \lambda$ wyraża różnicę długości punktów A i A_1. Wszystkie punkty, leżące na tym samym południku ziemskim, co A_1, mają wspólny południk astrono-

miczny BZ_1B', przechodzący przez zenit Z_1 punktu A_1. Kąt między południkami BZB' i BZ_1B' też równa się $\lambda_1 - \lambda$.

Czas gwiazdowy jest to, jak wiemy, kąt godzinny punktu wiosennego ♈. Będzie więc:

$$\text{w punkcie } A\ : \theta = \sphericalangle Z\,B\,♈ = \frown Z_0\,♈.$$
$$\text{w punkcie } A_1 : \theta_1 = \sphericalangle Z_1\,B_1\,♈ = \frown Z^0{}_1\,♈.$$

Różnica tych czasów gwiazdowych jest:

$$\theta - \theta_1 = \sphericalangle ZBZ_1 = \frown Z_0 Z^0{}_1 = \lambda_1 - \lambda.$$

Znaczy to, że czas gwiazdowy w miejscach, nie leżących na jednym południku, różni się o tyleż, co ich długość geograficzna, przyczem większy jest czas gwiazdowy w miejscach, których długość zachodnia jest mniejsza. Chcąc więc wyznaczyć różnicę długości dwóch punktów na powierzchni ziemi, należy w jednej i tej samej chwili wyznaczyć czas gwiazdowy w każdym z tych punktów, który nazywa się ich *czasem miejscowym* czyli *lokalnym*. Różnica czasów miejscowych równa się różnicy długości.

Pisząc

$$\theta + \lambda = \theta_1 + \lambda_1$$

i przyjmując, że θ_g jest czasem gwiazdowym południka głównego, dla którego $\lambda = o$, mamy też ogólnie

$$\theta + \lambda = \theta_g, \text{ albo } \theta = \theta_g - \lambda \quad \ldots\ldots\ldots \quad (3).$$

To znaczy, że czas gwiazdowy na południku, mającym długość zachodnią λ, jest o λ wcześniejszy, niż na południku głównym.

11. Wysokość gwiazd w chwili górowania i dołowania. Weźmy pod uwagę ryc. 6. Zgodnie z końcowemi uwagami ustępu 8 jest na tej rycinie

$$R'Z = RZ' = NB = SB' = \varphi$$
$$SR' = NR = BZ = B'Z' = 90^0 - \varphi.$$

Wyznaczając wysokość górowania gwiazd należy rozróżnić dwa przypadki:

1. Gwiazda góruje między zenitem a biegunem widzialnym.
2. Gwiazda góruje między zenitem a biegunem niewidzialnym.

Pierwszy z tych przypadków reprezentuje gwiazda, której punkt górowania s_1 znajduje się na łuku ZB, drugi przypadek reprezentuje np. gwiazda, której punkt górowania s_2 znajduje się na łuku ZR'. Oznaczmy zboczenia tych gwiazd odpowiednio

$$R's_1 = \delta_1, \; R's_2 = \delta_2.$$

Ponieważ $R'Z = \varphi$, więc widzimy, że

$$\delta_1 > \varphi, \; \delta_2 < \varphi.$$

Na tem polega różnica gwiazd, reprezentujących 2 rozważane

przypadki. Oznaczmy przez h_g wysokość górowania, to uwzględniając, że $h_g \leq 90^0$, mamy

$$(h_g)_1 = Ns_1 = NB + Bs_1 = \varphi + 90^0 - \delta_1 = 90^0 - (\delta_1 - \varphi)$$
$$(h_g)_2 = Ss_2 = SR' + R's_2 = 90^0 - \varphi + \delta_2 = 90^0 + (\delta_2 - \varphi)$$

Otrzymujemy więc ogólnie

$$h_g = 90^0 \pm (\delta - \varphi),\ \delta \lessgtr \varphi \quad \ldots\ldots\ldots (4)$$

przyczem odpowiadają sobie znaki górne i dolne.

Podobne 2 przypadki należy rozróżnić, wyznaczając wysokość dołowania gwiazd:

1. Gwiazda dołuje między nadirem a biegunem widzialnym.
2. Gwiazda dołuje między nadirem a biegunem niewidzialnym.

Pierwszy z tych przypadków reprezentuje np. gwiazda, której punkt dołowania n_1 znajduje się na łuku BZ'; drugi przypadek reprezentuje gwiazda, której punkt dołowania n_5 znajduje się na łuku B'Z'.

Oznaczmy zboczenie gwiazdy, dołującej w n_5, t. j. $Rn_5 = \delta_5$, to widzimy, że

$$\delta_1 > -\varphi,\ \delta_5 < -\varphi$$

i na tem polega różnica gwiazd, reprezentujących 2 powyższe przypadki.

Oznaczmy przez h_d wysokość dołowania, to uwzględniając, że $h_d \geq -90^0$, znajdujemy

$$(h_d)_1 = Nn_1 = NB - n_1B = \varphi - (90^0 - \delta_1) =$$
$$= -90^0 + (\varphi + \delta_1)$$
$$(h_d)_5 = -Sn_3 = -(SB' + B'n_5) = -\varphi - (90^0 - \delta_5) =$$
$$= -90^0 - (\varphi + \delta_5).$$

Otrzymuje się stąd ogólnie

$$h_d = -90^0 \pm (\delta + \varphi),\ \delta \gtrless -\varphi \quad \ldots\ldots\ldots (5)$$

i odpowiadają sobie wzajemnie znaki górne i dolne. Odległość zenitalna gwiazdy w chwili górowania lub dołowania znajdujemy, tworząc dopełnienie $z = 90^0 - h$. Jest więc

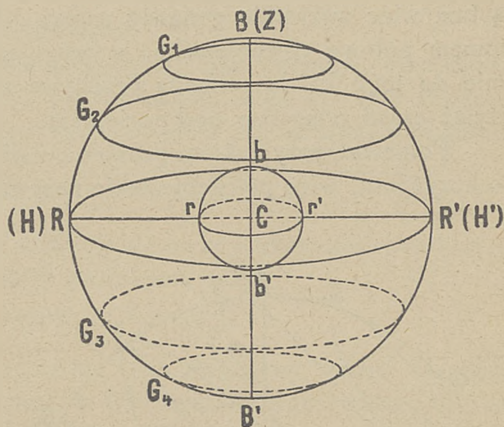
$$z_g = \pm(\delta - \varphi),\ \delta \gtrless \varphi \quad \ldots\ldots\ldots (4')$$

$$z_d = 180^0 \pm (\delta + \varphi),\ \delta \lessgtr -\varphi \quad \ldots\ldots\ldots (5')$$

12. Widok nieba z różnych miejsc powierzchni ziemi. Położenie nieba równoległe. Ponieważ w chwili górowania gwiazdy, której wznoszenie proste jest α, czas gwiazdowy jest $\theta = \alpha$, więc we wszystkich punktach kuli ziemskiej w chwili górowania danej gwiazdy jest ten sam czas gwiazdowy. Ale ponieważ czas gwiazdowy w danej chwili na różnych południkach ziemskich jest inny, więc też w danej chwili widok nieba w rozmaitych miejscach jest różny.

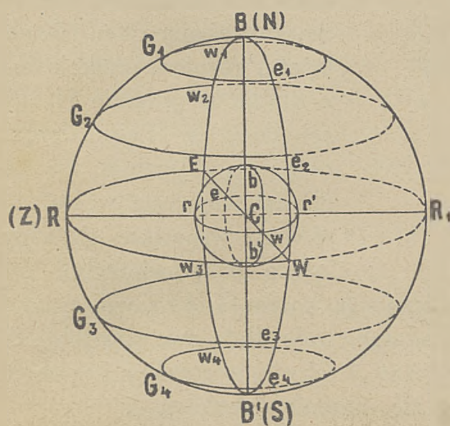
Widok nieba zależny jest także od szerokości geograficznej miejsca obserwacji.

Przypuśćmy najprzód, że spostrzegacz znajduje się na jednym z biegunów ziemskich, np. na północnym w b (ryc. 10). Na tym biegunie pion bC schodzi się z osią świata BB′, więc też zenit Z schodzi się z biegunem świata B, a horyzont HH′ z równikiem RR′.



Ryc. 10.

Ponieważ zenit i biegun schodzą się w jednym punkcie, więc przez biegun i zenit można poprowadzić nieskończoną ilość kół — i południk astronomiczny pozostaje nieskreślonym. Ale też tam gwiazdy (np. G_1, G_2 i t. d.) nie górują i nie dołują, ani też nie wschodzą i nie zachodzą, gdyż zakreślają koła, równoległe do horyzontu. Wypływa stąd dalej, że te gwiazdy, które są nad poziomem, zawsze znajdują się nad nim, np. G_1 i G_2, gwiazdy zaś drugiej półkuli, np. G_3 i G_4, zawsze są niewidzialne. Wypływa to też ze wzorów (4) i (5), z których dla $\varphi = \pm 90^0$ otrzymuje się $h_g = h_d = \delta$.



Ryc. 11.

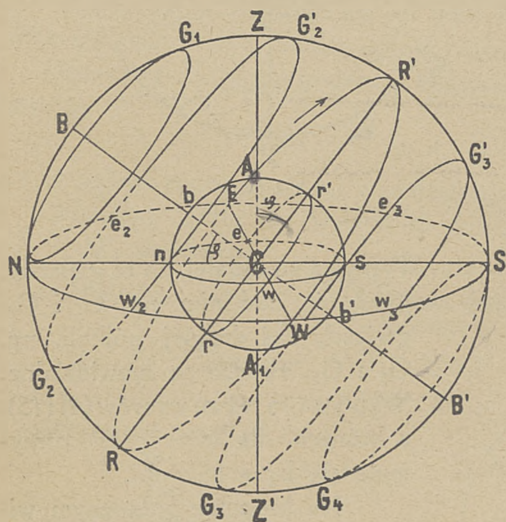
Na biegunie północnym widziane są tylko gwiazdy półkuli północnej nieba (t. j. mające zboczenia dodatnie), podobnie na biegunie południowym b′ widzialne są tylko gwiazdy półkuli południowej.

Ponieważ dla spostrzegacza, znajdującego się na jednym z biegunów ziemskich, ruch dzienny gwiazd odbywa się równolegle do horyzontu, więc takie położenie nieba nazywa się *równoległem.*

13. Położenie nieba prostopadłe. Gdy spostrzegacz znajduje się na równiku ziemskim, np. w r (ryc. 11), to pion jego przypada w pła-

szczyźnie rr′, równik niebieski RR′ przechodzi przez zenit Z; oś świata BB′, jako prostopadła do równika, leży w płaszczyźnie poziomu, a bieguny świata B i B′ przypadają na horyzoncie w punkcie północnym N i południowym S. Horyzont, jako przechodzący przez oś świata, dzieli wszystkie równoleżniki, np. $e_1G_1w_1$, $e_2G_2w_2$ i t. d. na połowy. Widziane są tam więc wszystkie gwiazdy całego nieba i każda zakreśla nad poziomem połowę równoleżnika, a drugą połowę pod poziomem. Stosownie do tego każda gwiazda przebywa nad poziomem przez pół doby i tyleż czasu pozostaje pod poziomem.

Ponieważ przy takiem położeniu nieba równoleżniki są prostopadłe do horyzontu, więc położenie takie nazywa się *prostopadłem* lub *prostem*.



Ryc. 12.

14. Położenie nieba ukośne. Weźmy teraz pod uwagę punkt A na powierzchni ziemi (ryc. 12), którego szerokość geograficzna

$$ACr' = \varphi,$$

przyczem φ różni się od 0^0 i od $\pm\, 90^0$.

Poprowadźmy równoleżnik NG_1, styczny z horyzontem w punkcie N. Gwiazda, zakreślająca ten równoleżnik, góruje w punkcie G_1, a dołuje w punkcie N, nie schodząc w ciągu swego obiegu pod poziom. Nie zachodzi więc ona wcale, jak również wszystkie gwiazdy, leżące na powierzchni odcinka sklepienia niebieskiego, ograniczonego kołem G_1N i zawierającego biegun B; wszystkie gwiazdy tego odcinka zakreślają swe równoleżniki nad poziomem i mogą być obserwowane w chwili górowania i w chwili dołowania. Gwiazdy takie nazywają się *naokołobiegunowemi.*

Ponieważ gwiazdy naokołobiegunowe dołują nad horyzontem, więc spełniony jest dla nich warunek $h_d > 0$. Na półkuli północnej musi być $\delta > 0$ a więc też $\delta > -\varphi$ i warunek powyższy zgodnie ze wzorem (5) ma postać

$$-90^0 + \varphi + \delta > 0, \quad \delta > 90^0 - \varphi$$

Gdy jest $\delta < 90^0 - \varphi$, t. j. gdy zboczenie gwiazdy jest mniejsze, aniżeli wzniesienie równika nad poziomem (np. zboczenie gwiazd G_2 i G_3), to część jej równoleżnika przypada nad poziomem ($e_2G'_2w_2$, $e_3G'_3w_3$), a część pod poziomem ($w_2G_2e_2$, $w_3G_3e_3$). A więc gwiazdy takie wschodzą i zachodzą — i w chwili dołowania są niewidzialne. Gwiazdy takie nazywają się *czasowemi.*

Łuk dzienny gwiazdy jest większy od łuku nocnego, gdy zboczenie gwiazdy ma ten sam znak, co szerokość, więc np. gdy zboczenie jej jest dodatnie, a punkt obserwacji znajduje się na półkuli północnej. Tak np.

$$\frown e_2G_2'w_2 > \frown w_2G_2e_2.$$

Gdy $\delta = 0$, t. j. gwiazda znajduje się na równiku, przebywa ona nad poziomem tyleż czasu, co i pod poziomem, gdyż

$$\frown ER'W = \frown WRE.$$

Gwiazdy, których zboczenie ma znak przeciwny, aniżeli szerokość, mają łuki dzienne coraz mniejsze, a łuki nocne coraz większe, w miarę jak odległość ich od równika wzrasta. Tak np.

$$\frown e_3G_3'w_3 < \frown w_2G_3e_2.$$

Gdy gwiazda znajduje się na południowej półkuli nieba w odległości R'S od równika, t. j. gdy $\delta = \varphi - 90^0$, to zakreśla ona równoleżnik SG_4, który styka się z horyzontem w punkcie S; tylko więc w chwili górowania gwiazda ta ukazuje się na horyzoncie, a przez całą dobę przebywa pod poziomem. Oczywiście gwiazdy, zawarte w odcinku, ograniczonym równoleżnikiem SG_4 i zawierającym biegun B', zakreślają swe równoleżniki pod poziomem, t. j. w miejscu obserwacji A wcale nie są widzialne. Dla tych gwiazd spełniony jest warunek $h_g < o$, lub też zgodnie ze wzorem (4)

$$90^0 + \delta - \varphi < 0, \delta < \varphi - 90^0.$$

Ponieważ R'S = RN, więc odcinki NBG_1 i $SB'G_4$ są sobie równe; znaczy to, że w każdem miejscu na powierzchni ziemi równie wielka część nieba, otaczająca biegun widzialny, zawsze jest nad poziomem, jaka w otoczeniu bieguna przeciwległego zawsze jest pod poziomem.

Z rysunku łatwo wywnioskować, że w punkcie A_1 na powierzchni ziemi, diametralnie przeciwległym punktowi A, naokołobiegunową jest ta część nieba, która nad poziomem punktu A nigdy nie jest widzialną — i odwrotnie. Warunek, aby gwiazda wschodziła i zachodziła w szerokości φ, jest: $\varphi - 90^0 \leq \delta \leq 90^0 - \varphi$.

Położenie nieba, przy którem część gwiazd stale jest nad horyzontem, a część stale pod horyzontem, nazywa się *ukośnem.*

2*

Z rozważań powyższych wynikają zjawiska, poprzednio opisane dla biegunów i równika. Na biegunie północnym jest $\varphi = 90^0$, więc warunek, aby gwiazda była naokołobiegunową, jest $\delta \geq 0$; t. j. naokołobiegunowemi są wszystkie gwiazdy półkuli północnej, gwiazdy zaś półkuli południowej nigdy nie są widzialne. Odwrotnie, gdy $\varphi = -90^0$, gwiazdy, których zboczenie jest północne, nigdy nie są widzialne. Na równiku jest $\varphi = 0^0$, gwiazdy, które wschodzą i zachodzą, muszą więc spełniać warunek $-90^0 \leq \delta \leq +90^0$. Temu warunkowi czynią zadość wszystkie gwiazdy; to znaczy, że na równiku wszystkie gwiazdy wschodzą i zachodzą, gwiazd naokołobiegunowych i niewidzialnych niema tam wcale.

ROZDZIAŁ II.

Ruch ziemi dokoła osi.

---

15. Dwa różne poglądy na ruch dzienny nieba. W rozdziale poprzednim opisaliśmy ruch gwiazd tak, jak się on przedstawia nieuprzedzonemu oku. Streszcza się ten opis w następujący sposób: kula ziemska zajmuje środek kulistego sklepienia niebieskiego, które wraz z przytwierdzonemi doń gwiazdami obraca się w ciągu doby gwiazdowej dokoła osi, pochylonej do poziomu miejsca obserwacji pod kątem, równym szerokości geograficznej owego miejsca.

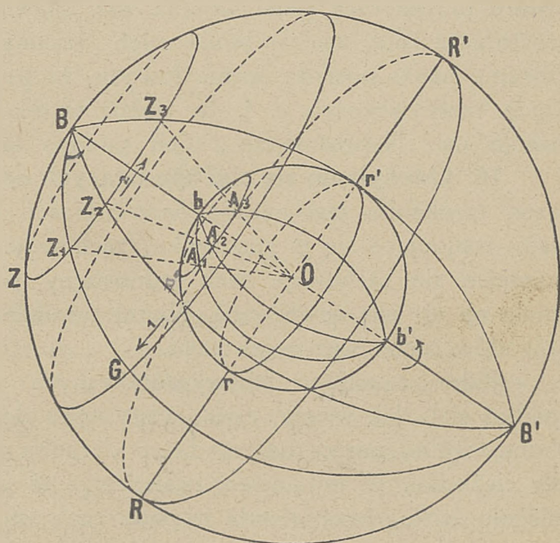
Wrażenia nasze wszakże nie zawsze odpowiadają rzeczywistemu stanowi rzeczy i często podlegają złudzeniom. Gdy spoglądamy z okien wagonu na otaczający krajobraz, często mamy złudzenie, że pociąg stoi nieruchomo, a przedmioty zewnętrzne poruszają się w przeciwnym kierunku. Złudzenie to występuje tem silniej, im mniej okoliczności przypomina nam, że to my właśnie zmieniamy miejsce, np. brak turkotu, wstrząśnień i t. p.

Taki ruch, który jest odzwierciedleniem naszego własnego ruchu, a polega na złudzeniu, nazywa się *ruchem paralaktycznym.*

Jeżeli więc dostrzegamy jakiś ruch, to musimy mieć zupełną pewność własnej nieruchomości, aby mieć przekonanie, że ruch ten nie jest paralaktycznym, lecz rzeczywistym.

Gdy zgodzimy się na pogląd, że ziemia obraca się dokoła osi ziemskiej, poprzednio określonej, w ciągu doby gwiazdowej, ale w kierunku przeciwnym widzialnemu obrotowi sklepienia niebieskiego, to tem samem uznamy ruch sklepienia niebieskiego za paralaktyczny.

Wyjaśnia to ryc. 13. Niech będzie BRB′R′ sklepienie niebieskie, uważane za nieruchome, a więc BGB′, t. j. koło godzinne gwiazdy G, również jest nieruchome. Dalej niech będzie brb′r′ kula ziemska, która obraca się dokoła osi bb′ z zachodu na wschód. Weźmy pod uwagę na powierzchni ziemi jakiś punkt A; skutkiem ruchu ziemi punkt ten zakreśla równoleżnik $A_1A_2A_3$ w kierunku strzałki *2*, a zenit jego na sklepieniu niebieskiem zakreśla równoleżnik $ZZ_1Z_2Z_3$. Południk astronomiczny punktu A, jako przechodzący przez bieguny i ruchomy zenit, zajmuje kolejno położenie wszystkich kół godzinnych — i gdy punkt A znajduje się w A_1, a zenit jego w Z_1, gwiazda G znajduje się na południku punktu A_1, to znaczy góruje. Po pewnym czasie, gdy punkt A znajduje się w A_2, południk jego ma położenie BZ_2B', a gwiazda G, pozostawszy na nieruchomem kole godzinnem BGB′, ma kąt godzinny Z_2BG, który zwiększa się coraz bardziej, w miarę jak punkt A zajmuje coraz dalsze punkty równoleżnika $A_1A_2A_3$; wskutek tego gwiazda pozornie coraz bardziej oddalała się na zachód od południka. Obserwator, znajdujący się w punkcie A, który ruchu ziemi nie odczuwa, ma wrażenie, że gwiazda G porusza się na swym równoleżniku niebieskim w kierunku strzałki *1*.



Ryc. 13.

Widzimy więc, że w istocie jednakowym wydawać się musi ruch dzienny gwiazd, czy przyjmiemy, że sklepienie niebieskie wiruje dokoła osi świata, czy, że ziemia wiruje dokoła tejże osi w przeciwnym kierunku.

Chodzi teraz o to, aby rozstrzygnąć, czy ruch sklepienia niebieskiego jest rzeczywistym, czy też paralaktycznym. Prawdopodobieństwo przemawia za tym ostatnim, gdy uprzytomnimy sobie, że sklepienie niebieskie w rzeczywistości nie istnieje, a gwiazdy, które na niem wi-

dzimy, znajdują się w różnych odległościach od nas, przytem w odległościach olbrzymich w porównaniu z rozmiarami ziemi. Aby taki ruch gwiazd, jaki widzimy, w tych warunkach był możliwy, gwiazdy musiałyby być obdarzone prędkościami nieprawdopodobnie wielkiemi i to tem większemi, im bliżej równika je widzimy, gdyż wielkość równoleżników wzrasta w kierunku równika. Wszystkie te olbrzymie i doskonale uregulowane prędkości gwiazd odpadają, skoro na miejsce ruchów gwiazd podstawimy ruch wirowy ziemi, który paralaktycznie przenosić się musi na wszystkie poza granicami ziemi znajdujące się przedmioty.

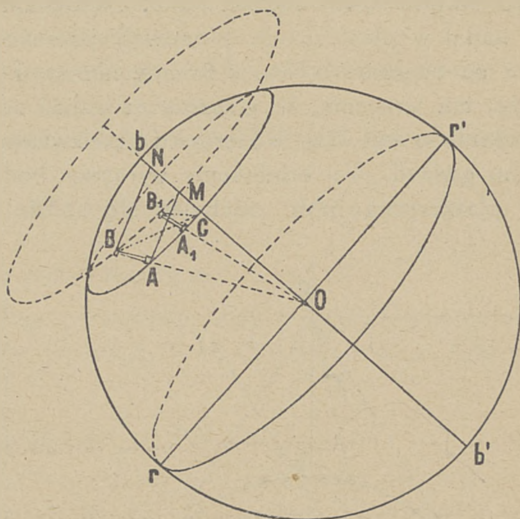
Kopernik, który pierwszy dla wyjaśnienia ruchu dziennego gwiazd przyjął ruch ziemi dokoła osi, głównie uzasadniał tę hipotezę prostotą, z jaką ona wyjaśnia ruch dzienny sklepienia niebieskiego. Obecnie nauka posiada liczne dowody, że pogląd Kopernika odpowiada rzeczywistości, t. j. że ziemia w istocie posiada ruch wirowy dokoła osi. Najważniejsze z nich podane są w następnych ustępach.

16. Odchylanie się ciał spadających od pionu. Jedną z ogólnych zasad mechaniki jest zasada *bezwładności*. Według tej zasady każde ciało, znajdujące się w spoczynku, zachowuje spoczynek, ciało zaś poruszające się zachowuje ruch jednostajny po linji prostej, jeżeli nie działa na nie siła zewnętrzna. Na tej zasadzie opiera się większa część dowodów ruchu wirowego ziemi.

Jeden z najdawniej wypróbowanych dowodów opiera się na spadku ciał. Jak wiemy, ciało, w stosunku do powierzchni ziemi nieruchome, wolno puszczone, spada w kierunku pionowym pod działaniem siły ciężkości. W tej postaci twierdzenie to jednakże jest tylko w przybliżeniu ścisłe, jeżeli ziemia posiada ruch wirowy. Wynika to z następujących rozważań.

Jeżeli ziemia obraca się dokoła swej osi, to każde ciało na powierzchni ziemi zakreśla koło promieniem, równym jego odległości od osi ziemskiej. Więc np. punkt A (ryc. 14) zakreśla równoleżnik o promieniu AM. Wyobraźmy sobie w punkcie A pionową wieżę AB, to szczyt tej wieży B odległy jest od osi więcej, aniżeli podstawa jej A. Ponieważ odległość NB punktu B od osi ziemskiej jest większa niż AM, więc też i koło, zakreślone promieniem BN, jest większe od równoleżnika punktu A. Skoro więc punkt A zakreśla mniejsze koło w tym samym czasie, w którym B zakreśla większe koło, to punkt B porusza się prędzej niż A. Jeżeli ze szczytu B opuścimy jakieś ciało, to prawem bezwładności zachowa ono tę samą prędkość, którą miało w B. Przypuśćmy, że w czasie spadania ciała punkt A przesunął się na swym równoleżniku do A_1, szczyt zaś B wykonał drogę BB_1, to jest oczy-

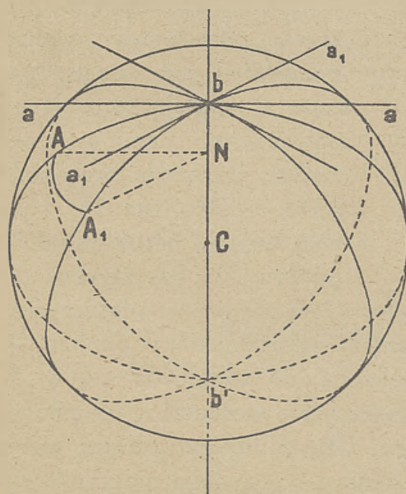
wiście $BB_1 > AA_1$; tę drogę wykonałoby ciało znajdujące się w B, a prawem bezwładności wykonać musi drogę tej samej wielkości, chociaż zostanie z B opuszczone. Skutkiem tego musi ono punkt A wyprzedzić i upaść na ziemię w punkcie C, odchylonym od A w kierunku ruchu ziemi, t. j. na wschód.



Ryc. 14.

Doświadczenia, dokonywane nad spadaniem ciał, stwierdziły, że w istocie odchylenie takie na wschód zawsze zachodzi i co do wielkości zgadza się z obliczeniem.

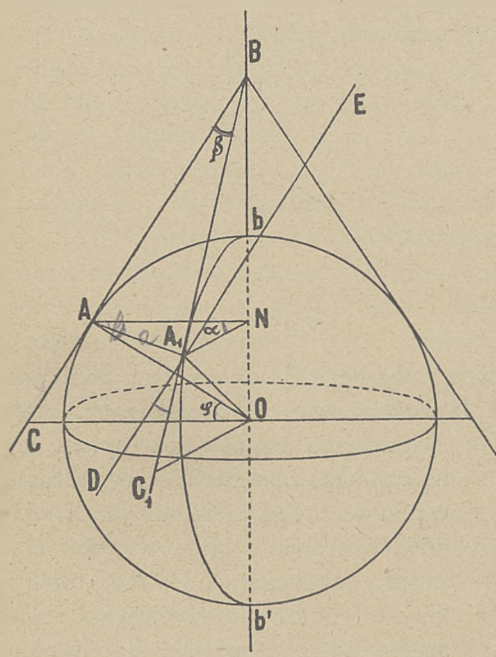
17. Pozorny ruch płaszczyzny wahań. Jeszcze bardziej przekonywującym dowodem obrotu ziemi dokoła osi jest doświadczenie z wahadłem Foucaulta, ponieważ przy odpowiedniem urządzeniu z łatwością może być pokazane. Doświadczenie to również opiera się na zasadzie bezwładności w zastosowaniu do ruchu wahadła. Jeżeli mianowicie wahadło pionowe, np. ciężarek, zawieszony na nitce, odchylimy od położenia równowagi i puścimy, to poczyna się ono wahać w płaszczyźnie, przechodzącej przez pion i kierunek, w którym zostało od pionu odchylone, i ta płaszczyzna wahań nie zmienia się przy wszelkich możliwych ruchach punktu zawieszenia.



Ryc. 15.

W celu zrozumienia doświadczenia Foucaulta wyobraźmy sobie (ryc. 15) wahadło na biegunie północnym ziemi b. Niechaj w pewnej chwili płaszczyzna wahań przypada w płaszczyźnie południka punktu A, oznaczonej na biegunie kierunkiem aa. Po pewnym czasie skutkiem

obrotu ziemi punkt A znajdzie się w A_1, a prosta aa przyjmie położenie a_1a_1, tworzące z poprzedniem jej położeniem kąt $aba_1 = ANA_1$, co do ilości stopni równy łukowi AA_1. Natomiast wahanie wahadła odbywa się nadal w płaszczyźnie pionowej, przechodzącej przez aa. Spostrzegacz na biegunie b, który zmiany kierunku prostej aa obserwować nie może, ma wrażenie, że płaszczyzna wahań odchyliła się od poprzedniego położenia o kąt aba_1 w kierunku przeciwnym, t. j. w kierunku pozornego ruchu gwiazd. To odchylenie wzrastać będzie w tym samym stopniu, jak płaszczyzna bAb′ odchylać się będzie od pierwotnego położenia.



Ryc. 16.

Widzimy więc, że gdyby ziemia była nieruchomą, wahania przypadałyby zawsze w płaszczyźnie tego samego południka, w której odbywały się początkowo, skutkiem zaś ruchu ziemi dokoła osi z zachodu na wschód płaszczyzna wahań pozornie wykonywać musi obrót jednostajny ze wschodu na zachód i obrócić się dokoło pionu w ciągu doby o 360°.

Nieco inaczej ruch pozorny płaszczyzny wahań przedstawi się spostrzegaczowi, znajdującemu się na powierzchni ziemi w punkcie A, którego szerokość jest $\varphi < |90^0|$ (ryc. 16). Niechaj będzie bAb′ południk punktu A i BA styczna do południka w punkcie A; styczna ta, jako przypadająca w płaszczyźnie południka, przeciąć się musi z przedłużeniem osi ziemskiej w punkcie B.

Przypuśćmy, że w chwili, gdy obserwator znajdował się w A, zostało puszczone w ruch wahadło w płaszczyźnie południka, określonej dla spostrzegacza przez kierunek prostej CB. Skutkiem obrotu ziemi po pewnym czasie punkt A zajął położenie A_1, a linja południkowa położenie C_1B; płaszczyzna wahań wszakże pozostała niezmieniona, i wahania odbywają się nadal w płaszczyźnie pionowej, przechodzącej przez prostą $DE \parallel CB$. Ponieważ spostrzegacz obrotu ziemi

nie odczuwa, więc ma wrażenie, że płaszczyzna wahań odchyliła się o $\sphericalangle DA_1C_1 = \sphericalangle CBC_1$ na zachód od poprzedniego położenia.

Lecz obrót płaszczyzny wahań w tym przypadku zachodzi z inną prędkością aniżeli obrót ziemi dokoła osi.

Celem wyznaczenia wartości kąta ABA_1 weźmy pod uwagę trójkąty NAO i BAO.

W pierwszym z nich jest $\sphericalangle NAO = \varphi$, $AO = R$ (promień ziemi), oraz:

$$AN = R\cos\varphi.$$

W drugim zaś jest:

$$AB = R\,\mathrm{cotg}\,\varphi.$$

Łącząc A i A_1 cięciwą, otrzymujemy dwa trójkąty równoramienne ANA_1 i ABA_1. Oznaczmy $\sphericalangle ANA_1 = \alpha$, $\sphericalangle ABA_1 = \beta$ i $AA_1 = a$, to jest

$$\frac{a}{2} = AB\sin\frac{\beta}{2} = AN\sin\frac{\alpha}{2}$$

albo:

$$R\,\mathrm{cotg}\,\varphi\sin\frac{\beta}{2} = R\cos\varphi\sin\frac{\alpha}{2}$$

a po uproszczeniu:

$$\sin\frac{\beta}{2} = \sin\frac{\alpha}{2}\sin\varphi.$$

Ścisłe wnioskowanie wymaga, ażeby kąt α był tak mały, że płaszczyznę ABA_1 uważać można za styczną do powierzchni ziemi i zatem też zmiana kierunku pionu może nie być braną w rachubę. W tych warunkach można przyjąć

$$\sin\frac{\alpha}{2} = \frac{\alpha}{2}\sin 1'', \sin\frac{\beta}{2} = \frac{\beta}{2}\sin 1''$$

i wzór na β przyjmuje postać

$$\beta = \alpha\sin\varphi.$$

Gdy oznaczymy prędkość obrotu ziemi przez ω, a czas, w ciągu którego ziemia obróciła się o mały kąt α, przez τ, to jest też

$$\beta = \omega\tau\sin\varphi.$$

Ale ten sam wniosek wypływa dla każdego następnego obrotu ziemi o kąt α, można więc przyjąć, iż wzór powyższy jest ważny także dla dowolnie wielkiego czasu t, że więc jest wogóle

$$\beta = \omega t\sin\varphi. \quad\ldots\ldots\ldots\ldots\ldots\ldots (6)$$

Wzór ten wskazuje, że także w dowolnej szerokości geograficznej

φ płaszczyzna wahań obracać się zdaje z prędkością jednostajną, ale mniejszą, niż prędkość obrotu ziemi, mianowicie z prędkością $\omega \sin \varphi$. Skutkiem tego też okres obrotu płaszczyzny wahań w szerokości φ wynosić będzie nie 24 godziny, ale $\frac{24^g}{\sin \varphi} = 24^g \operatorname{cosec} \varphi$. Tak np. dla Warszawy jest $\varphi = 52^0 13'$, więc odchylenie płaszczyzny wahań wynosi na godzinę $15^0 \sin 52^0 13' = 11^0 51'$, a okres obrotu $24^g \operatorname{cosec} 52^0 13' = 30^g\ 22^m$.

Gdy $\varphi = 90^0$, t. j. gdy wahadło znajduje się na biegunie północnym, jest $\sin \varphi = 1$, a więc $\beta = \alpha = \omega t$. W tym przypadku więc płaszczyzna wahań odchyla się pozornie o taki sam kąt, o jaki ziemia obraca się dokoła osi — zgodnie z poprzednio otrzymanym wynikiem. Gdy wahadło znajduje się na równiku, a więc $\varphi = 0$, to jest zawsze $\beta = 0$; na równiku więc ruch ziemi dokoła osi nie może powodować żadnego pozornego obrotu płaszczyzny wahań.

Doświadczenia z wahadłem dokonywano wielekrotnie w rozmaitych szerokościach i otrzymywano wszędzie wyniki, zgodne z założeniem, że ziemia obraca się dokoła osi. Największy rozgłos zjednały sobie doświadczenia, dokonane w r. 1851 przez Foucaulta z wielkiem wahadłem, zawieszonem u kopuły Panteonu w Paryżu. Długość wahadła wynosiła 11 m, a kula zawieszona u dołu, ważyła 28 kg. Ostrze, przymocowane u dołu kuli, pozostawiało po każdem wahnieniu ślad na posadzce, posypanej piaskiem, a więc liczni widzowie mogli odchylenie płaszczyzny wahań dokładnie obserwować.

Doświadczenia podobne powtarzane były wielokrotne w formie coraz doskonalszej i przez nie ruch wirowy ziemi został wykazany najwyraźniej.

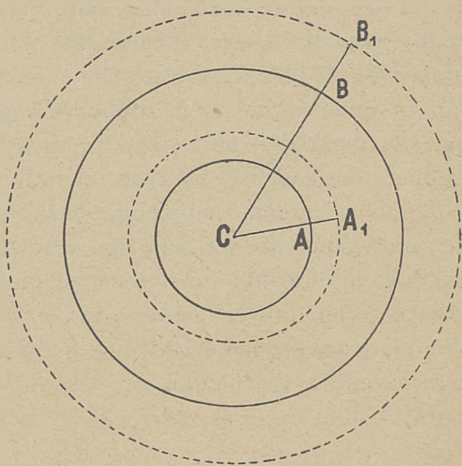
18. Kształt ziemi, jako skutek jej ruchu dokoła osi. Objawem bezwładności jest t. zw. siła odśrodkowa, która zawsze występuje przy ruchu wirowym. Gdyby się dało stwierdzić na ziemi działanie siły odśrodkowej, wywołanej przez ruch wirowy ziemi, mielibyśmy jeszcze jeden dowód, że ziemia istotnie obraca się dokoła osi. W tym celu należy wyjaśnić, w jaki sposób siła odśrodkowa ujawnić się może.

Wyobraźmy sobie krążek materjalny, wirujący dokoła osi, przechodzącej przez środek jego C (ryc. 17) prostopadle do jego płaszczyzny. Każdy punkt tego krążka zakreśla koło promieniem, równym jego odległości od środka, a więc drogę do tego promienia proporcjonalną. Prędkość każdego punktu krążka jest również proporcjonalna do jego odległości od środka. Kierunkiem ruchu punktu w danej chwili jest kierunek stycznej do koła, zakreślanego przez punkt, w miejscu, w którem punkt w tej chwili się znajduje. Według zasady bezwładno-

ści punkt dąży do zachowania tego kierunku, a więc do oddalania się od środka; ta właśnie tendencja oddalania się od środka stanowi objaw wspomnianej siły odśrodkowej, której natężenie jest proporcjonalne do prędkości ruchu punktów, a więc też do odległości ich od osi. Gdyby więc materjał, z którego składa się krążek, był rozciągliwy — a takiem jest do pewnego stopnia każde ciało fizyczne — to promień CB powiększyłby się np. do długości CB_1, a promień CA do długości CA_1, i zachodziłaby proporcja

$$AA_1 : BB_1 = CA : CB.$$

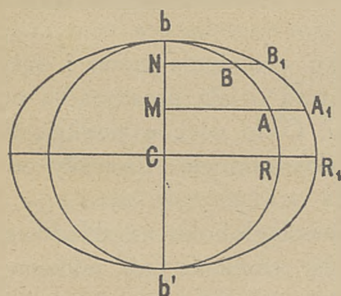
Wynikiem ruchu byłoby więc zwiększenie się całego krążka.



Ryc. 17.

Wyobraźmy sobie teraz zamiast krążka wirującą kulę (ryc. 18). Punkty jej równika mają największą prędkość, jako zakreślające największe koło; inne zaś punkty powierzchni kuli zakreślają tem mniejsze koła, im bliżej znajdują się biegunów b i b'. Skutkiem siły odśrodkowej koło równika rozszerza się najbardziej, np. promień jego powiększa się do długości CR_1, promień równoleżnika MA otrzymuje długość MA_1, promień NB długość NB_1 i t. d., i zachodzi proporcja

$$BB_1 : AA_1 : RR_1 = NB : MA : CR.$$



Ryc. 18.

Skutkiem tego kształt kuli zmienia się tak, że przy równiku tworzy się największa wypukłość, zmniejszająca się w miarę zbliżenia się do biegunów, i kula przekształca się w sferoidę, której wielka oś leży w płaszczyźnie równika, mała zaś oś jest osią ruchu wirowego.

Dokładne pomiary ziemi wykazują (ust. 64), że w istocie posiada ona kształt sferoidy, spłaszczonej u biegunów, co, jak widzieliśmy, jest koniecznym wynikiem ruchu wirowego kuli.

19. Zmienna wartość natężenia siły ciężkości oraz długości wahadła sekundowego na powierzchni ziemi. Istnienie siły odśrod-

kowej ujawnia się jeszcze w inny sposób. Jak wiemy, ziemia przyciąga ciała, znajdujące się na jej powierzchni, w ten sposób, jakby siedliskiem siły przyciągającej był środek ziemi. Natężenie tej siły dośrodkowej jest tem większe, im mniejsza jest odległość przyciąganego ciała od środka ziemi. Wobec tego, iż promień ziemski wzrasta w miarę zbliżania się od biegunów do równika, natężenie siły dośrodkowej jest największe na biegunach, a coraz mniejsze w miarę zbliżania się do równika. Znając dokładnie kształt ziemi, można natężenie tej siły dla każdego punktu powierzchni ziemi obliczyć i, przyjmując, że tą siłą dośrodkową jest siła ciężkości, sprawdzić, czy wyniki te zgadzają się z doświadczalnie wyznaczoną w tych punktach wartością natężenia ciężkości.

Do mierzenia natężenia ciężkości służy wahadło o określonym okresie wahań, np. wahadło sekundowe. Długość wahadła sekundowego jest proporcjonalna do natężenia ciężkości, którego miarą jest przyśpieszenie spadku ciał, zwane też *przyśpieszeniem ciężkości*. Oznaczmy długość wahadła sekundowego przez l, przyśpieszenie ciężkości przez g, to wiadomo z mechaniki, że

$$l = \frac{g}{\pi^2}.$$

Doświadczenia z wahadłem sekundowem wykazały, że w istocie długość jego wzrasta wraz z odległością od równika, ale wzrasta prędzej, aniżeli to wynika z rachunku w założeniu, że ziemia jest nieruchomą. Różnice całkowicie się wyjaśniają, gdy przyjmiemy, że ziemia obraca się dokoła osi i że ciała spadają nietylko pod wpływem przyciągania masy ziemskiej, lecz podlegają też sile odśrodkowej, powstającej skutkiem obrotu ziemi.

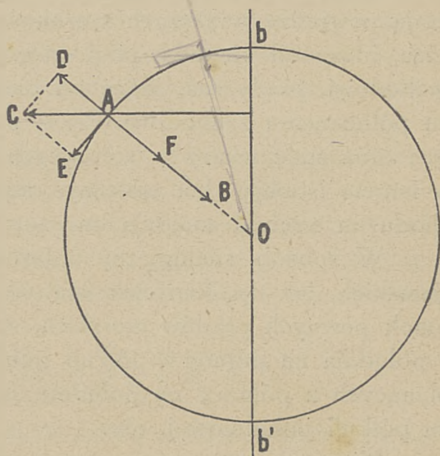
Przyciąganie masy zachodzi w kierunku promienia ziemi i dąży do zbliżenia ciała ku środkowi, siła odśrodkowa działa prostopadle do osi obrotu i dąży do oddalenia ciała od osi. Ciało więc w punkcie A (ryc. 19) znajduje się pod działaniem siły dośrodkowej AB i siły odśrodkowej AC.

Rozkładając siłę AC według zasady równoległoboku na składowe, z których jedna AD przypada na przedłużeniu promienia OA, widzimy, że działa ona w przeciwnym kierunku, aniżeli siła dośrodkowa, t. j. zmniejsza jej natężenie. Pod działaniem obu sił więc spadek ciała jest powolniejszym, t. j. takim, jak gdyby ciało podlegało działaniu siły FB = AB—AD. Lecz FB jest to obserwowane natężenie ciężkości, mierzone przyśpieszeniem g.

Wpływ siły odśrodkowej jest tem większy, im bliżej równika jest punkt A. Przedewszystkiem bowiem natężenie siły odśrodkowej wzrasta

z odległością od osi obrotu: równa się ono zeru na biegunach, a największą wartość osiąga na równiku. Z drugiej zaś strony składowa siły odśrodkowej, przypadająca na przedłużeniu promienia, wzrasta w miarę zbliżania się do równika, gdyż maleje kąt nachylenia CAD; na równiku kierunek siły odśrodkowej jest wprost przeciwny kierunkowi siły dośrodkowej.

Widzimy więc, iż wpływ siły odśrodkowej w istocie jest taki, że przyśpieszenie ciężkości musi wraz z szerokością geograficzną wzrastać prędzej, aniżeliby to zachodziło przy nieruchomej ziemi. W tym samym stopniu, jak wynika z doświadczeń, wzrasta długość wahadła sekundowego. Zgodność jest taka, że badania wahadłowe posłużyć mogły do wyznaczenia kształtu ziemi, który bardzo dobrze zgadza się z kształtem, wynikającym z pomiarów geodezyjnych. Gdyby ziemia była nieruchomą, to obserwowana długość wahadła sekundowego nie mogłaby się znajdować w zgodzie z rzeczywistym kształtem ziemi.



Ryc. 19.

Oznaczmy przez g_φ i l_φ odpowiednio przyśpieszenie ciężkości i długość wahadła sekundowego w szerokości geograficznej φ, wyrażone w centymetrach, to jest

$$g_\varphi = 978{\cdot}05 + 5{\cdot}15 \sin^2 \varphi$$
$$l_\varphi = 99{\cdot}10 + 0{\cdot}53 \sin^2 \varphi.$$

Wartości te, uzyskane drogą spostrzeżeń, zgadzają się w zupełności z wynikami, dotyczącemi kształtu ziemi, i z założeniem, że obraca się ona dokoła osi.

20. Inne dowody obrotu ziemi dokoła osi. W związku z ruchem wirowym ziemi znajduje się jeszcze wiele innych zjawisk w dziedzinie meteorologji, klimatologji, geografji etc., przeważnie polegających na tem, że pewne ruchy, których pochodzenie jest znane, zbaczają od tego kierunku, któryby mieć musiały, gdyby ziemia była nieruchomą. Dotyczy to przedewszystkiem stałych prądów atmosferycznych, które powstają skutkiem różnicy temperatur w różnych szerokościach, a więc

głównie prądów zimnych, płynących dołem od biegunów ku równikowi, oraz prądów ciepłych, płynących górą od równika ku biegunom.

Cząsteczki powietrza, biorące udział w ruchu wirowym ziemi, posiadają prędkość, podobnie jak punkty powierzchni ziemi, tem większą, im bliżej znajdują się równika. Płynąc z większych szerokości do mniejszych i odwotnie, dążą one do zachowania poprzednio nabytej prędkości. Skutkiem tego prądy, z północy idące, pozostają wtyle poza masami powietrza, bliższemi równika, i odchylają się na zachód od kierunku południków, prądy zaś, od równika idące, odwrotnie, wyprzedzają powietrze większych szerokości i odchylają się na wschód. Prądy więc, idące od bieguna północnego, są skierowane ku południowemu zachodowi, prądy zaś, idące od bieguna południowego, mają kierunek ku północnemu zachodowi. Prądy powietrzne są to, jak wiadomo, wiatry; otóż stałe wiatry w kierunkach wyżej wymienionych, czyli pasaty, w istocie istnieją. Jak widzimy, dopiero w ruchu wirowym ziemi z zachodu na wschód znajdują one zupełne wyjaśnienie.

W sposób analogiczny objaśnia się jeszcze wiele innych zjawisk ziemskich, jak np. kierunek wiatrów w cyklonach i antycyklonach, kierunek pewnych prądów morskich, zbaczanie na wschód rzek, płynących z południa na północ w półkuli północnej, i zbaczanie na zachód rzek, płynących z północy na południe, oraz odwrotne stosunki, zachodzące na półkuli południowej, etc.

Możemy więc uważać ruch wirowy ziemi za fakt udowodniony, a obok innych przytoczonych dowodów należy uważać ruch paralaktyczny sklepienia niebieskiego za dowód, najbardziej ze wszystkich pod zmysły podpadający.

ROZDZIAŁ III.

Ruch słońca na sklepieniu niebieskiem.

21. Ekliptyka. Widzieliśmy (ust. 6), że punkty wschodu i zachodu danej gwiazdy znajdują się zawsze w tych samych miejscach horyzontu, i to samo dotyczy punktów kulminacji. Skutkiem tego łuk dzienny i łuk nocny danej gwiazdy posiada wartość stałą. Jednakowoż istnieją pod tym względem wyjątki. Do tych wyjątków należą przedewszystkiem najbardziej zwracające na siebie uwagę dwa ciała niebieskie, słońce i księżyc, a dalej dwie mniej wybitne grupy ciał niebieskich, planety i komety. Zajmijmy się przedewszystkiem słońcem.

Wiemy z doświadczenia, że słońce w lecie dłużej pozostaje nad poziomem niż w zimie, t. j. że łuk dzienny i nocny słońca się zmienia; w związku z tem oczywiście zmieniać muszą położenie punkty wschodu i zachodu słońca oraz punkty kulminacji. Słońce więc zmienia położenie na pozornem sklepieniu niebieskiem, a zatem ruch jego w całości nie da się wyjaśnić, jako odzwierciedlenie ruchu obrotowego ziemi. Zbadajmy ruch słońca nieco dokładniej.

W tym celu najlepiej zapomocą przyrządu, ustawionego stale w południku, obserwować czas przejścia słońca przez południk astronomiczny, oraz mierzyć wysokość słońca nad poziomem w chwili górowania. Te obserwacje określą nam z łatwością spółrzędne równikowe słońca w czasie obserwacji, a powtarzane przez dłuższy czas — drogę słońca na sklepieniu niebieskiem.

Jak widzieliśmy (ust. 9), czas gwiazdowy górowania ciała niebieskiego jest zawsze równy wznoszeniu prostemu tego ciała.

Wysokość i odległość zenitalna gwiazdy w czasie górowania oblicza się zapomocą wzorów (4) i (4′) ustępu 11. Jeżeli więc α i δ są wznoszeniem prostem i zboczeniem danego ciała niebieskiego, to w chwili jego górowania jest

$$\theta = \alpha, \quad z = \pm(\varphi - \delta), \quad \delta = \varphi \mp z, \quad \varphi \gtrless \delta$$

Czas gwiazdowy θ możemy odczytać na zegarze, a z zmierzyć na kole południkowem, przez co uzyskuje się spółrzędne równikowe ciała niebieskiego α i δ. Obserwacje górowania słońca wykazują co następuje.

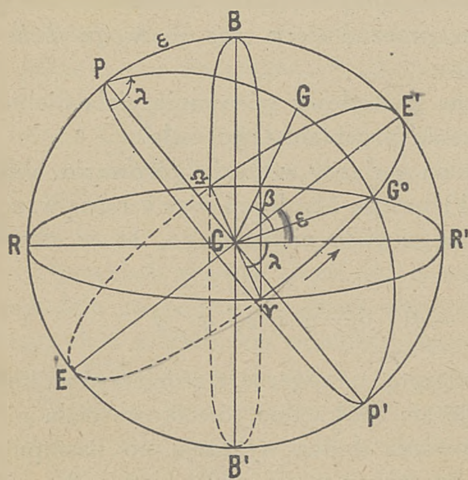
Jeżeli pewnego dnia słońce góruje w czasie gwiazdowym θ w odległości zenitalnej z, to każdego następnego dnia i czas gwiazdowy i odległość zenitalna w chwili górowania jest inna. Niechaj będą one w dniach kolejnych θ_1, θ_2, θ_3 i t. d., oraz z_1, z_2, z_3 i t. d., spółrzędne równikowe slońca w tych dniach są zatem:

$$\alpha_1 = \theta_1, \ \alpha_2 = \theta_2, \ \alpha_3 = \theta_3 \ \ldots\ldots$$
$$\delta_1 = \varphi \mp z_1, \ \delta_2 = \varphi \mp z_2, \ \delta_3 = \varphi \mp z_3 \ \ldots\ldots$$

Przedewszystkiem okazuje się, że czas gwiazdkowy górowania stale się opóźnia w porównaniu z dniem poprzednim, czyli, że wznoszenie proste wzrasta nieustannie. Co do zboczenia, to zmienia się ono w określonych granicach, a przytem zachodzi ścisły związek między wartością wznoszenia prostego i zboczenia.

Gdy mianowicie $\alpha = 0$, to i $\delta = 0$, słońce znajduje się więc na równiku w punkcie równonocy wiosennej (ust. 9) Od tej chwili ze wzrastającem α wzrasta też δ aż do chwili, gdy $\alpha = 6^h$; wtedy zboczenie słońca osiąga swoją największą wartość, w przybliżeniu $\delta = +23^1/_2{}^0$.

Punkt nieba, w którym się wtedy słońce znajduje, nazywa się *stanowiskiem północnem* czyli *letniem.* Gdy wznoszenie proste słońca wzrasta od 6^h do 12^h, zboczenie maleje, i gdy $\alpha = 12^h$, jest znowu $\delta = 0$; słońce zatem znajduje się znowu na równiku, ale w punkcie o 180° odległym od punktu równonocy wiosennej. Punkt ten nazywa się *punktem równonocy jesiennej.* Następnie słońce przechodzi na półkulę południową i zboczenie południowe wzrasta, gdy wznoszenie proste rośnie od 12^h do 18^h. Gdy $\alpha = 18^h$, zboczenie południowe osiąga największą wartość, $\delta = -23\frac{1}{2}°$. Punkt, w którym wtedy znajduje się słońce, nazywa się *stanowiskiem południowem* czyli *zimowem.* Następnie, gdy wznoszenie proste rośnie od 18^h do 24^h, słońce znowu zbliża się do równika — i gdy $\alpha = 0$, jest także $\delta = 0$. Odtąd słońce znowu rozpoczyna swój bieg wyżej opisany.



Ryc. 20.

Łącząc punkty, w których się słońce kolejno znajduje, otrzymamy jego drogę na pozornem sklepieniu niebieskiem. Na ryc. 20., wyobrażającej sklepienie niebieskie, B i B' są biegunami świata, koło RR' równikiem świat, a koło E ♈ E'♎ wyobraża drogę słońca na niebie. Nazywa się ono *ekliptyką,* a kąt, który tworzy z równikiem, nazywa się *pochyłością ekliptyki.* Wynosi ona obecnie około $23\frac{1}{2}°$ i zwykle oznaczana bywa literą ε. Jeden z punktów przecięcia ekliptyki z równikiem, punkt równonocy wiosennej, oznaczony na ryc. 20 przez znak ♈, obrany został, jak widzieliśmy (ust. 9), za początek wznoszeń prostych, drugi punkt przecięcia, punkt równonocy jesiennej, oznaczony jest przez ♎. Punkt E jest stanowiskiem letniem, a punkt E' zimowem.

Ruch słońca odbywa się w kierunku wzrastających wznoszeń prostych, t. j. z prawa na lewo. Taki ruch nazywa się *prostym*, a ruch w przeciwnym kierunku nazywa się *wstecznym.* Więc np. wstecznym jest ruch dzienny sklepienia niebieskiego, a prostym ruch ziemi dokoła osi.

22. **Rok zwrotnikowy. Czas słoneczny prawdziwy i średni.** Okres czasu, w którym słońce raz obiega całą ekliptykę i po którym znowu góruje o tym samym czasie gwiazdowym, nazywa się *rokiem*

zwrotnikowym; obejmuje on w przybliżeniu 366.2422 dni gwiazdowych. W tym więc czasie wszystkie gwiazdy zakreślają na niebie 366.2422 razy swoje równoleżniki, słońce natomiast, wskutek swojego ruchu własnego, przeciwnego ruchowi pozornemu gwiazd, traci jeden obieg. Nazwijmy *dniem słonecznym* albo *dobą słoneczną* okres między dwoma kolejnemi górowaniami słońca; jak wynika z powyższego przedstawienia, jest w roku zwrotnikowym skutkiem ruchu słońca dni słonecznych o 1 mniej, aniżeli gwiazdowych, t. j. 365.2322.

Dni słoneczne, jak zobaczymy później (ust. 24), mają długość zmienną. Dzieląc rok zwrotnikowy na 365.2422 równych części, otrzymamy okres czasu, który nazywa się *średnią dobą słoneczną.* Ponieważ dób słonecznych jest w roku o jedną mniej, aniżeli gwiazdowych, więc doba średnia jest nieco dłuższa od gwiazdowej, mianowicie o 3 m. 56 s. O tyle średnio wzrasta na dobę słoneczną wznoszenie proste słońca.

Skutkiem obrotu ziemi dokoła osi słońce, podobnie jak każda inna gwiazda, wschodzi i zachodzi. Gdy słońce znajduje się nad poziomem, jest *dzień*, gdy słońce jest pod poziomem — jest *noc.* Ruch obrotowy ziemi jest więc przyczyną zmiany dnia i nocy. Pomiędzy wschodem słońca a jego górowaniem upływa prawie tyleż czasu, co między górowaniem a zachodem, a więc chwilę górowania słońca nazywamy *południem.* Stąd też pochodzi nazwa południka dla koła wysokości, na którem góruje słońce, podobnie jak wszystkie inne gwiazdy. Odpowiednio do południa, nazywa się *północą* chwila dołowania słońca, ponieważ od zachodu słońca do chwili dołowania upływa prawie tyleż czasu, co od tej chwili do wschodu słońca.

Chwilę górowania słońca przyjmuje się w astronomji za początek *prawdziwej doby słonecznej,* a kąt godzinny słońca nazywa się *prawdziwym czasem słonecznym* i jest jego miarą. Od prawdziwej doby słonecznej różni się nieco doba średnia słoneczna, wyżej określona. Wyobraźmy sobie punkt, który w tym samym czasie co słońce przechodzi przez punkt równonocy wiosennej i, biegnąc w tym samym kierunku, co słońce, przebiega równik niebieski (nie ekliptykę) z prędkością stałą, równą średniej prędkości słońca na ekliptyce — i nazwijmy go *słońcem średniem.* Położenie tak określonego słońca średniego w każdej chwili z łatwością można wyznaczyć. Niech np. będzie średnia prędkość słońca na dobę v, to wznoszenie proste słońca średniego po upływie n dni od chwili przejścia przez punkt równonocy wiosennej ma wartość $\alpha = nv$. Oczywiście pomiędzy dwoma górowaniami słońca średniego upływa zawsze jednakowy okres czasu, który właśnie jest średnią dobą słoneczną.

Początkiem średniej doby słonecznej jest chwila górowania słońca średniego, która nazywa się też *średniem południem* dla odróżnienia od *południa prawdziwego*, t. j. chwili górowania prawdziwego słońca. Analogicznie *czasem średnim słonecznym* nazywa się kąt godzinny słońca średniego. Różnica, o którą czas średni słoneczny jest większy od prawdziwego w danej chwili, nazywa się *równaniem czasu.* Oznaczmy przez ϑ czas prawdziwy słoneczny, przez η czas średni słoneczny, a przez ζ równanie czasu, to jest

$$\zeta=\eta-\vartheta, \quad \eta=\vartheta+\zeta \qquad \ldots\ldots\ldots\ldots \quad (7)$$

Zegary (kompasy) słoneczne wskazują czas prawdziwy słoneczny, który różni się od wskazywanego przez zegary mechaniczne czasu średniego. Ten ostatni uzyskuje się według wzoru (7) przez dodanie do czasu prawdziwego równania czasu ζ, które też nosi nazwę poprawki kompasu słonecznego. W załączonej tabelce podane są wartości tej poprawki w dniu 1 każdego miesiąca, oraz w dniach, gdy jest zerem i gdy ma wartość najmniejszą lub największą.

1	stycznia	$+\ 3^m\ 35^s$	1	lipca	$+\ 3^m\ 33^s$
1	lutego	$+\ 13^m\ 44^s$	26	„	$+\ 6^m\ 20^s$
11	„	$+\ 14^m\ 24^s$	1	sierpnia	$+\ 6^m\ 11^s$
1	marca	$+\ 12^m\ 34^s$	1	września	$0^m\ 0^s$
1	kwietnia	$+\ 4^m\ 3^s$	1	października	$-\ 10^m\ 13^s$
15	„	$0^m\ 0^s$	1	listopada	$-\ 16^m\ 21^s$
1	maja	$-\ 2^m\ 55^s$	3	„	$-\ 16^m\ 23^s$
15	„	$-\ 3^m\ 48^s$	1	grudnia	$-\ 11^m\ 1^s$
1	czerwca	$-\ 2^m\ 25^s$	24	„	$0^m\ 0^s$
14	„	$0^m\ 0^s$	31	„	$+\ 2^m\ 58^s$

Liczby te ważne są dla r. 1925, dla innych lat różnice tylko zachodzą w sekundach.

23. Pomiar czasu. Doba astronomiczna i cywilna. Czas uniwersalny, strefowy i ustawowy. Doba gwiazdowa jest nadzwyczaj stałą jednostką czasu i w badaniach naukowych ma bardzo obszerne zastosowanie. Jednakowoż zajęcia ludzkie i różne sprawy życia codziennego regulują się według słońca, dlatego ruch słońca jest też podstawą mierzenia czasu. Czas średni słoneczny różni się tylko nieznacznie od czasu prawdziwego. Został on wprowadzony w tym celu, aby jednostka czasu miała stałą długość, co jest koniecznym warunkiem urządzenia dokładnie idących zegarów. Ze względu też na warunki życia codziennego *doba astronomiczna* liczona od południa do następnego południa okazała się niewygodną, gdyż data dnia zmieniałaby się w południe. Za początek doby w stosunkach społecznych przyjmuje się północ i nazywa się tę dobę, liczoną od północy do na-

stępnej północy, *dobą cywilną*. W ten sposób 0 g. doby astronomicznej przypada na 12-tą godzinę doby cywilnej, 1-sza g. astronomiczna na 13-tą g. cywilną i t. d.

Oczywiście początek doby średniej, a więc i każda inna godzina, przypada na każdym południku w innym czasie. Czas miejscowy słoneczny dwóch miejsc różni się, jak i czas prawdziwy tych miejsc, o tyleż, co ich długość geograficzna, jeżeli różnice długości wyrazimy w jednostkach czasu (ust. 10).

Czas średni słoneczny południka głównego, którym jest południk greenwichski (ust. 7), nazywa się czasem *uniwersalnym*. Oznaczmy go przez η_g, a czas miejscowy przez η, to jest też, zgodnie ze wzorem (3),

$$\eta_g = \eta + \lambda$$

Wzór powyższy pozwala z łatwością przechodzić z czasu miejscowego na uniwersalny i odwrotnie.

Czas uniwersalny ma rozległe zastosowanie w tych wszystkich wypadkach, gdy chodzi o porównanie ze sobą czasów, odniesionych do różnych południków. Takie wypadki są na porządku dziennym w astronomji. Czasy miejscowe, jak również czas uniwersalny nastręczają wiele niedogodności w ożywionych współczesnych stosunkach komunikacyjnych, szczególnie międzynarodowych. Tym niedogodnościom starano się zapobiec przez zastosowanie t. zw. *czasów strefowych*. Nazwę tę nadaje się czasom lokalnym, różniącym się od czasu uniwersalnego o całkowitą liczbę godzin, t. j. czasom południków, poprowadzonych w odstępach co $15^\circ = 1$ g. od południka greenwichskiego.

Takich czasów strefowych jest oczywiście 24. Ze względu na położenie geograficzne czas greenwichski nazywa się zachodnio-europejskim, czas o 1 godzinę późniejszy od greenwichskiego (t. j. południka o 15° na wschód od Gr.) — środkowo-europejskim; dalej idzie czas wschodnio-europejski, kaukaski i t. d.

Gdy pewien czas strefowy jest w powszechnem użyciu na pewnym obszarze, to nazywa się on na tym obszarze czasem *normalnym*. W Polsce uchwałą sejmową z dnia 11 maja 1922 r. za czas normalny uznany został czas środkowo-europejski; czas ten jest zatem w Polsce zarazem *ustawowym*.

24. Zmiany długości dnia i nocy w ciągu roku. Zgodnie z uwagami ustępu 14 należy wnioskować, że gdy zboczenie gwiazdy ulega zmianie, to zmieniać się musi też wysokość południkowa gwiazdy oraz jej łuk dzienny i nocny. Zmiany zboczenia słońca pociągać za sobą muszą zmiany długości dnia i nocy w ciągu roku.

W jakich granicach te zmiany zachodzą, wypływa to ze wzorów

(4) i (5) na wysokość górowania i dołowania. Jest mianowicie, gdy przez δ_s oznaczymy zboczenie słońca

$$h_g = 90^0 \pm (\delta_s - \varphi), \quad \delta_s \lessgtr \varphi$$

$$h_d = -90^0 \pm (\delta_s + \varphi), \quad \delta_s \gtrless -\varphi.$$

Wzory te nie zmieniają postaci, jeżeli znak przy φ i δ_s zmienimy na przeciwny. Znaczy to, że gdy zboczenie słońca jest dodatnie, zachodzą na półkuli północnej ziemi te same zjawiska, które zachodzą na półkuli południowej wówczas, gdy zboczenie słońca jest ujemne, — i odwrotnie. Możemy więc ograniczyć się do rozważania przypadku, gdy $\varphi > 0$.

Wiemy z ust. 21, że gdy przez ε oznaczymy pochyłość ekliptyki, to zboczenie słońca w ciągu roku zmienia się w granicach od $-\varepsilon$ do $+\varepsilon$.

Gdy $\delta_s = -\varepsilon$, to słońce znajduje się w stanowisku południowem. Wtedy jest

$$h_g = 90^0 - (\varphi + \varepsilon), \text{ ponieważ } \varphi > -\varepsilon$$

$$h_d = -90^0 \pm (\varphi - \varepsilon), \quad \varphi \gtrless \varepsilon$$

Wysokość górowania jest wtedy najmniejsza, jak również wysokość dołowania. Punkty wschodu i zachodu słońca są najbardziej przesunięte ku punktowi południowemu, łuk dzienny, a więc i dzień, jest najkrótszy łuk nocny, a więc i noc, jest najdłuższa.

Moment ten, gdy $\delta_s = -\varepsilon$ jest początkiem *zimy astronomicznej* na półkuli północnej, a *lata astronomicznego* na półkuli południowej.

Od tej chwili wzrasta δ_s, a więc rośnie też wysokość górowania i dołowania słońca na półkuli północnej; punkty wschodu i zachodu słońca przesuwają się ku punktowi wschodniemu i zachodniemu, dzień staje się coraz dłuższy, a noc coraz krótsza; jednakowoż dzień zawsze jeszcze jest krótszy od nocy na półkuli północnej, a dłuższy od nocy na półkuli południowej. Gdy $\delta_s = 0^0$, t. j. gdy słońce znajduje się na równiku w punkcie równonocy wiosennej, jest na całej ziemi

$$h_g = 90^0 \mp \varphi, \quad h_d = -90^0 \pm \varphi, \quad \varphi \gtrless 0$$

a więc też wszędzie $h_g = -h_d$. Wtedy słońce wschodzi i zachodzi odpowiednio w punkcie wschodnim i zachodnim, a dzień jest wszędzie równym nocy. Jest to *wiosenne porównanie dnia z nocą*, które jest początkiem *wiosny astronomicznej* na półkuli północnej, a *jesieni astronomicznej* na półkuli południowej.

Po przejściu słońca przez równik zboczenie staje się dodatnie i wzrasta nieprzerwanie aż do największej swej wartości $+\varepsilon$. Wysokość górowania na półkuli północnej wzrasta, punkty wschodu i zachodu

słońca przesuwają się coraz bardziej ku punktowi północnemu, dzień jest dłuższy od nocy i wzrasta nieprzerwanie. Gdy $\delta_s = + \varepsilon$, słońce znajduje się w stanowisku północnem; wtedy jest

$$h_g = 90^0 \pm (\varphi - \varepsilon),\ \varphi \gtrless \varepsilon, h_d = -90^0 + (\varphi + \varepsilon).$$

Na półkuli północnej wysokość górowana jest największą, jak również wysokość dołowania, a w związku z tem jest tam wtedy dzień najdłuższy, a noc najkrótsza; na półkuli południowej odwrotnie, noc wtedy jest najdłuższa, a dzień najkrótszy.

Chwila ta jest początkiem lata astronomicznego na półkuli północnej, a zimy astronomicznej na półkuli południowej.

Odtąd słońce znowu zbliża się do równika, zboczenie północne maleje, dzień staje się na północnej półkuli krótszy, na południowej zaś wzrasta, punkty wschodu i zachodu słońca zbliżają się z powrotem do punktu wschodniego i zachodniego. Wreszcie słońce dosięga równika i następuje znowu porównanie dnia z nocą, które nazywa się *jesiennem*. W tej chwili rozpoczyna się jesień astronomiczna na półkuli północnej, a wiosna astronomiczna na półkuli południowej.

Po przejściu słońca przez punkt równonocy jesiennej zboczenie słońca staje się ujemne, na półkuli północnej dzień staje się krótszy od nocy, punkty wschodu i zachodu słońca przesuwają się ku punktowi południowemu. Granicą tych zmian we wskazanym kierunku jest chwila, gdy $\delta_s = - \varepsilon$, i odtąd zjawiska powtarzają się w sposób wyżej opisany.

25. Pory roku. Dwa stanowiska i dwa punkty równonocne nazywają się *kardynalnemi punktami* ekliptyki. Są one odległe od siebie o 90^0, a czas, w ciągu którego słońce przebiega od jednego kardynalnego punktu do następnego, nazywa się *porą roku*. Widzimy więc, że pory roku, których jest 4, mianowicie wiosna, lato, jesień i zima, zależne są ściśle od tego, że droga, po której porusza się słońce, jest nachylona względem równika. Gdyby słońce miało zawsze jednakowe zboczenie, to oczywiście wysokość górowania słońca byłaby niezmienna, dzień i noc miałyby zawsze jednakową długość i zmiana pór roku byłaby niemożliwa.

Rozmaita długość dnia i nocy oraz różna wysokość południowa słońca w różnych porach roku pociągają za sobą nader ważne dla życia na ziemi skutki. Słońce bowiem nietylko jest źródłem światła na ziemi, ale też jedynem źródłem ciepła. Promienie słońca tem silniej działają na jakąś powierzchnię, im bardziej kąt ich kierunku z tą powierzchnią zbliża się do 90^0; a więc natężenie promieniowania słońca wzrasta

wraz z wysokością słońca nad poziomem. Promieniowanie słońca w ciągu dnia jest najsilniejsze, gdy wysokość jego jest największa, t. j. w południe.

Ponieważ w ciągu roku zmienia się wysokość południowa słońca, więc zmiennem jest i działanie słońca w ciągu roku w danem miejscu: najsłabsze jest ono w zimie, gdy słońce wznosi się najmniej nad poziom, najsilniejsze zaś w lecie, gdy słońce góruje najwyżej. Z drugiej strony ilość ciepła, otrzymywana od słońca, zależy też od czasu, w ciągu którego słońce znajduje się nad poziomem. W zimie więc, gdy dzień jest krótki, ilość ciepła, otrzymywanego od słońca, jest o wiele mniejsza, niż w lecie, gdy dzień jest długi. W nocy, gdy słońca niema nad poziomem, ziemia wypromieniowuje otrzymane ciepło w przestrzeń, przez co stygnie. Stygnięcie to w daleko silniejszej mierze zachodzi podczas długich nocy zimowych, aniżeli podczas krótkich nocy letnich. Powstające stąd różnice temperatury dziennej w różnych porach roku, oraz cały łańcuch skutków, wyrażających się w zmianach pogody w ciągu roku, wyciskają na życiu przyrody i tak ściśle związanych z niem warunkach życia ludzkiego nader wybitne piętno, a prosty ich związek z nachyleniem ekliptyki względem równika wypływa dopiero z badań astronomicznych. Dalsze wnioski opierać będziemy tylko na ściśle astronomicznem znaczeniu pór roku.

26. Zwierzyniec niebieski. W rozmieszczeniu gwiazd na niebie nie dostrzegamy żadnej prawidłowości; ale widzimy gwiazdy w ugrupowaniach, które można wydzielać dowolnie i nadawać im nazwy. Tak wydzielone grupy przekazały nam w znacznej liczbie już czasy starożytne wraz z odpowiedniemi nazwami. Nazywają się one *konstelacjami* czyli *gwiazdozbiorami* i znakomicie ułatwiają orjentowanie się na niebie.

Szczególną uwagę zwrócono na te gwiazdozbiory, które przecina ekliptyka, przez które więc w swym biegu rocznym musi przebiegać słońce. Gwiazdozbiorów tych jest dwanaście, a wszystkie razem tworzą t. zw. *zodjak*, czyli *zwierzyniec* niebieski; nazwa ta pochodzi stąd, że większość pośród tych 12 gwiazdozbiorów nosi nazwę różnych zwierząt. Gwiazdozbiory te rozciągają się wzdłuż ekliptyki na długość niejednakową. Jeżeli zaś, począwszy od punktu równonocy wiosennej, podzielimy pas zwierzyńcowy na 12 równych części, to każda z tych części nazywa się *znakiem zwierzyńca*. Każdy znak rozciąga się wzdłuż ekliptyki na 30^0, a więc w ciągu każdej pory roku słońce przebiega 3 znaki.

Gwiazdozbiory zwierzyńca i odpowiednie znaki są pokolei następujące: Baran, Byk, Bliźnięta, Rak, Lew, Panna, Waga, Niedźwiadek, Strzelec, Koziorożec, Wodnik, Ryby. Punkt równonocy wiosennej jest początkiem znaku Barana, stanowisko letnie — początkiem znaku Raka, punkt równonocy jesiennej — początkiem znaku Wagi, i wreszcie sta-

nowisko zimowe — początkiem znaku Koziorożca. Stąd często punkt równonocy wiosennej bywa nazywany *punktem Barana*, punkt równonocy jesiennej — *punktem Wagi*, stanowisko letnie — *stanowiskiem Raka*, stanowisko zaś zimowe — *stanowiskiem Koziorożca*.

Jak zobaczymy później (ust. 62) punkty równonocne cofają się na ekliptyce ze stałą prędkością, t. j. biegną w kierunku przeciwnym kolejności gwiazdozbiorów zwierzyńca. Pociąga to za sobą też przesuwanie się znaków zwierzyńca względem gwiazdozbiorów zwierzyńca. Obecnie znaki zwierzyńca przesunięte są w ten sposób, iż punkt Barana i znak Barana przypadają w gwiazdozbiorze Ryb, znak Bliźniąt w gwiazdozbiorze Raka i t. d. Nazwa „punkt Barana" pochodzi jeszcze z tych czasów, kiedy w istocie znak Barana przypadał w gwiazdozbiorze Barana.

Pas zwierzyńcowy rozciąga się na szerokość 18 stopni symetrycznie po obu stronach ekliptyki, a znaczenie jego polega na tem, że w granicach tego pasa odbywają się, prócz ruchów słońca, także ruchy księżyca i głównych planet.

Słońce w biegu swym rocznym co miesiąc przechodzi do innego znaku zwierzyńca. Gwiazdozbiór zwierzyńca, w którym właśnie znajduje się słońce, jest nad poziomem wraz ze słońcem i nie jest widzialny; to samo dotyczy sąsiednich gwiazdozbiorów. Skutkiem ruchu słońca coraz to inne gwiazdy stają się widzialnemi po zachodzie słońca i coraz to inne giną w promieniach wschodzącego słońca. Stąd pochodzi zmiana wyglądu gwiaździstego nieba w ciągu roku, górują bowiem o północy zawsze te gwiazdy, których wznoszenie proste o 12 godzin różni się od wznoszenia prostego słońca.

27. Strefy klimatyczne ziemi. Wysokość górowania i dołowania słońca w danem miejscu na powierzchni ziemi zależy tylko od zboczenia słońca. Jeżeli weźmiemy pod uwagę całą kulę ziemską, to występuje jeszcze zależność od szerokości. Ze znanych wzorów na wysokość górowania i dołowania słońca

$$h_g = 90^0 \pm (\delta_s - \varphi), \; \delta_s \lessgtr \varphi.$$

$$h_d = -90^0 \pm (\delta_s + \varphi), \; \delta_s \lessgtr -\varphi.$$

wypływa, że na powierzchni ziemi istnieją punkty, w których słońce może górować w zenicie, a dalej, że może ono w pewnych szerokościach górować pod poziomem, lub dołować nad poziomem.

Jeżeli słońce ma górować w zenicie jakiegoś punktu powierzchni ziemi, t. j. ma być $h_g = 90^0$, to musi być $\delta_s = \varphi$, zboczenie słońca musi się równać szerokości geograficznej. Ponieważ zboczenie słońca zmienia się od $-\varepsilon$ do $+\varepsilon$, więc na półkuli północnej wszystkie punkty, leżące

pomiędzy równikiem a szerokością $\varphi = +\varepsilon$ muszą mieć 2 razy do roku słońce w chwili górowania w zenicie: raz, gdy zboczenie słońca równa się szerokości miejsca, wzrastając, drugi raz, gdy osiąga tę samą wartość, malejąc. To samo dotyczy punktów półkuli południowej pomiędzy równikiem a szerokością $\varphi = -\varepsilon$.

Obie te części tworzą strefę po obu stronach równika, której granicą są równoleżniki, odpowiadające szerokościom $\varphi = \pm\varepsilon$; na niebie odpowiadają im równoleżniki, przechodzące przez stanowiska słońca. Równoleżniki te nazywają się *zwrotnikami*: zwrotnik północny nazywa się *zwrotnikiem Raka*, odpowiednio do stanowiska Raka, które na tym zwrotniku przypada, zwrotnik zaś południowy — *zwrotnikiem Koziorożca*, odpowiednio do przypadającego na nim stanowiska Koziorożca. W tej strefie, położonej między zwrotnikami, czyli *międzyzwrotnikowej*, słońce góruje wogóle najwyżej, wskutek czego otrzymuje ona też największą ilość ciepła w porównaniu z innemi częściami powierzchni ziemi tej samej wielkości. Dlatego strefa międzyzwrotnikowa jest zarazem *strefą gorącą*.

Gdy $h_g < o$, to słońce góruje pod poziomem i przez cały dzień nie jest widzialnem. Na półkuli północnej musi być wtedy $90^0 < \varphi - \delta_s$, albo $\delta_s < \varphi - 90^0$. Ponieważ najmniejszą wartością zboczenia słońca jest $-\varepsilon$, więc na półkuli północnej słońce może górować pod poziomem tylko w szerokościach, które czynią zadość warunkowi $-\varepsilon < \varphi - 90^0$, a więc $\varphi \geq 90^0 - \varepsilon$. Im większe jest φ, tem dla mniejszej wartości δ_s już warunek powyższy jest spełniony, a dla $\varphi = 90^0$ już zboczenie $\delta_s = 0^0$ jest wystarczające.

Widzimy więc, że w szerokościach północnych, większych niż $90^0 - \varepsilon$, słońce tak długo nie ukazuje się wcale nad poziomem, dopóki $\delta_s \leq \varphi - 90^0$. Panuje tam wtedy noc, która trwa tem dłużej, im większa jest szerokość miejsca obserwacji. Na biegunie północnym trwa ona przez cały czas, gdy zboczenie słońca jest południowe, t. j. przez pół roku.

Równoleżnik, odpowiadający szerokości $\varphi = 90^0 - \varepsilon$, który stanowi granicę tego obszaru północnego, gdzie słońce przez pewien czas stale pozostaje pod poziomem, nazywa się *kołem biegunowem północnem*.

Podobne warunki zachodzą na półkuli południowej, gdy słońce znajduje się na półkuli północnej. Również w szerokości południowej $\varphi = \varepsilon - 90^0$ jest równoleżnik, na którym tylko wtedy słońce nie wschodzi, gdy zboczenie słońca $\delta_s = +\varepsilon$. Jest to *koło biegunowe południowe*, stanowiące granicę obszaru południowego, na którym słońce przez pewien czas stale przebywa pod poziomem.

Koła biegunowe są też granicą obszarów, w których słońce może stać się naokołobiegunowem, t. j. dołować nad poziomem. Warunek, aby słońce stało się naokołobiegunowem, jest $h_d \geqq 0$, t. j.

$$-90^0 \pm (\varphi + \delta_s) \geqq 0.$$

Dla półkuli północnej wynika stąd warunek $\delta_s \geqq 90^0 - \varphi$, a więc $\varphi \geqq 90^0 - \delta_s$. Ponieważ δ_s co najwyżej równa się $+\varepsilon$, więc słońce bywa naokołobiegunowem w szerokościach, dla których spełniony jest warunek $\varphi \geqq 90^0 - \varepsilon$. Im większe jest φ, tem mniejszem jest zboczenie północne słońca, przy którem staje się ono naokołobiegunowem; dołuje ono nad poziomem tak długo, póki $\delta_s \geqq 90^0 - \varphi$. Na biegunie północnym słońce jest naokołobiegunowem przez cały czas, gdy zboczenie jego jest północne, a więc przez pół roku. Takie same stosunki zachodzą w odpowiednich szerokościach południowych, gdy zboczenie słońca jest południowe i spełniony jest warunek $\delta_s \leqq -90^0 - \varphi$.

Ponieważ tylko w obszarach, zawierających bieguny ziemskie i ograniczonych kołami biegunowemi, słońce może przez dłuższy okres czasu — wynoszący przynajmniej dobę, a co najwyżej pół roku — stale pozostawać pod poziomem, albo też stale znajdować się nad poziomem, więc pierwszy z tych okresów czasu nazywa się *nocą biegunową*, drugi zaś *dniem biegunowym*. Noc biegunowa i dzień biegunowy w danej miejscowości trwają tem dłużej, im bliżej bieguna leży ta miejscowość.

W obszarach tych słońce zawsze góruje nisko, a wskutek tego otrzymują one mało ciepła i klimat tam jest surowy. Noszą one nazwę *stref zimnych.*

Pomiędzy zwrotnikiem Raka a kołem biegunowem północnem, oraz pomiędzy zwrotnikiem Koziorożca a kołem biegunowem południowem rozciągają się 2 strefy, w których słońce nigdy nie może górować ani w zenicie ani na horyzoncie. Mają one więc regularną zmianę dnia i nocy w czasie każdego obrotu ziemi. Strefy te ze względu na ich warunki klimatyczne nazywają się *umiarkowanemi.*

28. Układ ekliptyczny. Ekliptyka jest kołem głównem trzeciego układu spółrzędnych, stosowanego w astronomji; nazywa się on *układem ekliptycznym.*

Linja prosta PP′ (ryc. 20), przechodząca przez środek ziemi C i prostopadła do płaszczyzny ekliptyki EE′, nazywa się *osią ekliptyki*, a punkty przecięcia się osi ekliptyki ze sklepieniem niebieskiem P i P′ nazywają się *biegunami ekliptyki.* Jeden z biegunów P, przypadający na półkuli północnej, nazywa się biegunem północnym ekliptyki, drugi przeciwległy P′ — biegunem południowym ekliptyki.

Nachylenie osi ekliptyki do osi świata jest oczywiście takie same, jak nachylenie płaszczyzny ekliptyki do płaszczyzny równika, t. j. wy-

nosi ε. Widzimy to na ryc. 20, gdzie $\sphericalangle$ BCP = $\sphericalangle$ E′CR′ = ε. Tak samo jest ⌒ BP = ⌒ B′P′ = ε.

Koło zboczenia BPB′P′, przechodzące przez bieguny świata i bieguny ekliptyki, które zarazem przechodzi przez stanowiska E i E′, nazywa się *kolurem stanowisk*, koło zboczenia zaś B′ ♈ B ♎, przechodzące przez punkty równonocne ♈ i ♎, nazywa się *kolurem równonocy*.

Koła wielkie, przechodzące przez bieguny ekliptyki, np. PGP′, nazywają się *kołami szerokości*, a odległość G_0G gwiazdy G od ekliptyki, liczona na jej kole szerokości, lub też odpowiedni kąt środkowy G_0CG, nazywa się *szerokością astronomiczną* gwiazdy. Szerokość liczy się na północ od ekliptyki dodatnio, na południe ujemnie od 0^0 do 90^0; będziemy ją oznaczali literą β.

Położenie koła szerokości określa się przez kąt, który płaszczyzna jego tworzy z płaszczyzną koła szerokości, przechodzącego przez punkt równonocy wiosennej. Kąt ten, liczony w tym samym kierunku, co wznoszenie proste, nazywa się *długością astronomiczną*. Długością astronomiczną gwiazdy G jest więc kąt ♈ PG, albo odpowiedni łuk na ekliptyce ⌒ ♈ G_0; oznaczać będziemy długość literą λ.

Długość i szerokość astronomiczna nazywają się *spółrzędnemi ekliptycznemi* i mają zastosowanie głównie w badaniu ruchów planet.

ROZDZIAŁ IV.

Ruch ziemi dokoła słońca.

29. Ruch roczny słońca, uważany za paralaktyczny. Wszystkie zjawiska, odnoszące się do zmiennej długości dnia i nocy w różnych porach roku oraz w różnych szerokościach na powierzchni ziemi, znajdują objaśnienie, jak widzieliśmy, w tej okoliczności, że słońce zdaje się poruszać na sklepieniu niebieskiem po kole, które względem równika jest nachylone pod kątem $\varepsilon = 23\frac{1}{2}{}^0$.

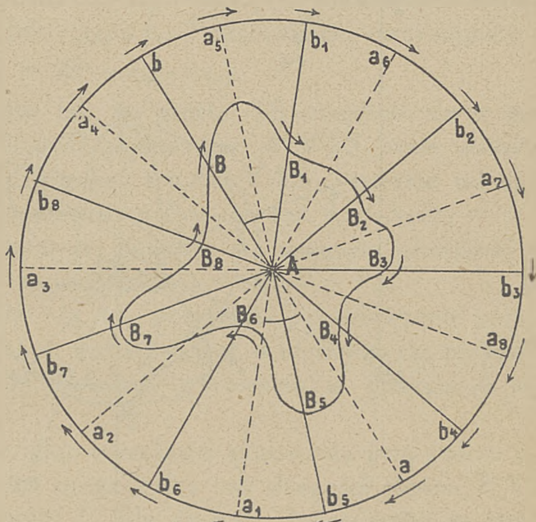
Ten ruch słońca możemy uważać za rzeczywisty, albo też za pozorny, t. j. paralaktyczny, charakter ruchu bowiem nie może wpłynąć na przebieg zjawisk, jeżeli tylko spółrzędne słońca dla obserwatora ziemskiego zmieniają się w sposób wyżej opisany.

Przypuszczając więc, że ruch słońca jest paralaktyczny, zapytajmy, jakim rzeczywistym ruchem ziemi mógłby on być spowodowany.

Niechaj w punkcie nieruchomym A (rycina 21) znajduje się obserwator i niechaj w płaszczyźnie ryciny wykonywa ruch jakiś punkt w ten sposób, że zakreśla dokoła punktu A dowolną krzywą linję zamkniętą

$BB_1B_2...B$. Niechaj ten punkt będzie widzialny z A jako rzut na powierzchni wewnętrznej kuli, poprowadzonej dowolnym promieniem z punktu A. Gdy punkt ruchomy znajduje się w B, widziany on jest z punktu A w punkcie b, gdy jest w B_1, widziany jest w b_1 i t. d. Czyli, że gdy punkt przebiega drogę $BB_1B_2...B$, to z punktu A wydaje się, że zakreślił on na kuli wielkie koło $bb_1...b$ — i to całkiem niezależnie od tego, jaki jest rzeczywisty kształt drogi punktu ruchomego. Widzimy więc, że jakąkolwiek krzywą przebiegałoby słońce w płaszczyźnie ekliptyki dokoła ziemi, z ziemi zawsze musiałoby się zdawać, że porusza się ono na sklepieniu niebieskiem na kole.

Przypuśćmy teraz drugą możliwość, mianowicie, że obserwator porusza się po drodze $BB_1...B$ i patrzy ku A. W tym przypadku będzie punkt A widzialny na obwodzie tego samego koła; mianowicie, gdy obserwator jest w B, punkt A jest widzialny w a, gdy obserwator jest w B_1, punkt A widzialny jest w a_1 i t. d.; gdy obserwator zakreśli swą całą drogę zamkniętą, punkt A paralaktycznie zakreśli wielkie koło $aa_1a_2...a$. Jeżeli więc wyobrazimy sobie, że słońce zajmuje stałe położenie w A, a ziemia zakreśla jakąkolwiek drogę zamkniętą w płaszczyźnie ekliptyki dokoła słońca, to obserwatorowi ziemskiemu wydawać się musi, że słońce przebiega koło ekliptyki w tym samym czasie, w którym ziemia rzeczywiście przebiega swą zamkniętą drogę.

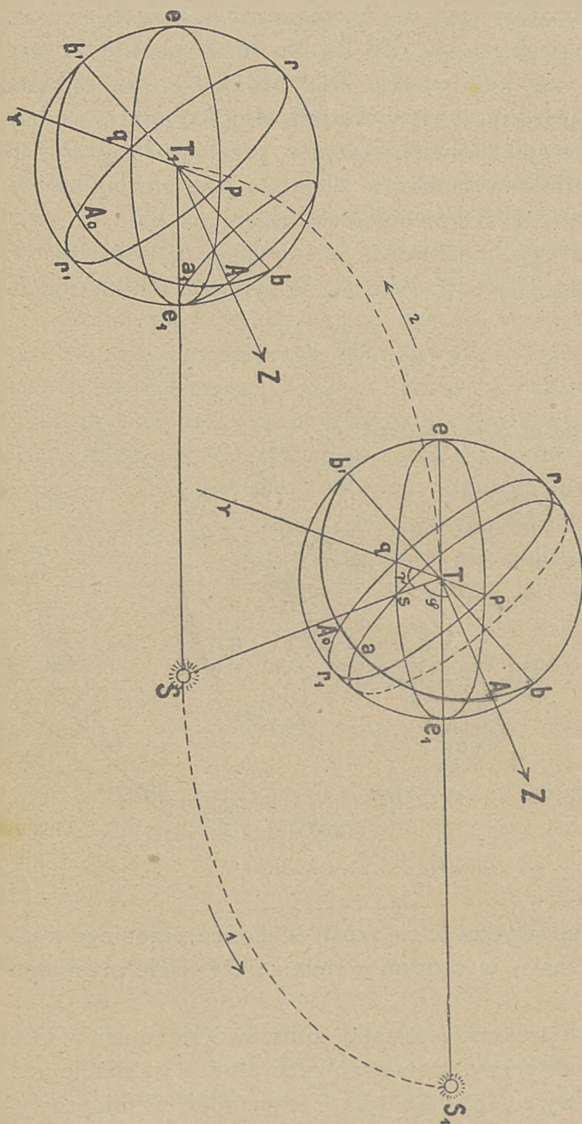


Ryc. 21.

Ruch rzeczywisty, jak wskazują strzałki, odbywać się musi w tym samym kierunku, co paralaktyczny. Ponieważ ruch słońca na niebie jest prosty, więc może być wywołany też tylko przez ruch ziemi prosty.

Widzimy nadto, że $\sphericalangle bAb_1 = \sphericalangle aAa_1$, t. j. droga punktu ruchomego, widziana z A, równa się paralaktycznej drodze punktu A, zakreślonej w tym samym czasie, widzianej przez ruchomego obserwatora. Znaczy to, że ruch rzeczywisty i paralaktyczny mają jednakową prędkość.

30. Zmiany wysokości południkowej słońca przy założeniu ruchu paralaktycznego. Gdyby ziemia była punktem, ruch jej dokoła słońca w jakiejkolwiek płaszczyźnie powodowałby ruch paralaktyczny słońca po wielkiem kole sklepienia niebieskiego, przypadającem w tejże płaszczyźnie. W danym punkcie na powierzchni ziemi ruch słońca powoduje szereg zjawisk, które, jak widzieliśmy, sprowadzają się do tego, że wysokość południkowa słońca zmienia się perjodycznie w ciągu roku. Wykażemy teraz, że zmiany te musiałyby się odbywać w sposób identyczny, gdyby słońce było nieruchome, a ziemia zakreślała dokoła niego zamkniętą drogę w płaszczyźnie ekliptyki.



Ryc. 22.

Niechaj będzie (ryc. 22) T środek ziemi, bb′ oś ziemska, rr_1 równik ziemski i A jakiś punkt na powierzchni ziemi, którego szerokością geograficzną jest łuk $A_0A = \varphi$, a prosta TZ wskazuje kierunek ku zenitowi tego punktu. Niechaj dalej będzie ee_1 kołem przecięcia powierzchni ziemi z płaszczyzną ekliptyki; prosta przecięcia równika i ekliptyki pq określa kierunek linji równonocy, a więc T ♈ jest kierunkiem ku punktowi Barana.

Niechaj będzie w S środek słońca, to słońce widzialne jest ze środka ziemi w kierunku TS. W położeniu T prosta ta przecina powierzchnię ziemi w punkcie s, leżącym na kole ee_1. Z powodu ruchu wirowego ziemi prosta TS kolejno przecinać będzie powierzchnię ziemi we wszystkich punktach równoleżnika, przechodzącego przez punkt s. Pokolei więc wszystkie punkty tego równoleżnika znajdować się będą na linji TS, a znajdzie się na niej także punkt a, leżący na południku punktu A. Będzie to chwila górowania słońca dla obserwatora w punkcie A. Wysokością górowania będzie oczywiście kąt $h_g = 90^0 - \sphericalangle aTZ$. Jak widać z ryciny, jest

$$\sphericalangle aTZ = \frown aA = \frown A_0A - \frown A_0a.$$

Widzieliśmy wyżej, że $\frown A_0A = \varphi$, a $\frown A_0a$ jest zboczeniem słońca, które oznaczmy jak poprzednio przez δ_s. Podstawiając, otrzymujemy

$$h_g = 90^0 - (\varphi - \delta_s).$$

Słońce biegnie na niebie tak, że prosta TS znajduje się w płaszczyźnie ekliptyki ee_1, a długość słońca, t. j. $\sphericalangle \Upsilon TS$, stale wzrasta. W miarę, im bardziej zbliża się kąt ten do ΥTS_1, wzrasta też zboczenie słońca, i w tem krańcowem położeniu jest $\delta_s = S_1Tr_1 = +\varepsilon$. Wówczas wysokość górowania w punkcie A, mającym szerokość φ, jest największa, mianowicie ma wartość $h_g = 90^0 - \varphi + \varepsilon$.

Gdy prosta TS zbliża się do położenia Tp, zboczenie słońca zbliża się do zera i gdy słońce widzialne jest w kierunku Tp, przypada ono na równiku, t. j. $\delta_s = 0$. Wysokość górowania w punkcie A wynosi wtedy $h_g = 90^0 - \varphi$.

Widzimy więc, że wszystkie wysokości górowania przy stałem nachyleniu ekliptyki do równika zależą tylko od długości słońca ΥTS, wzrastającej w kierunku strzałki *1*. Ale długość słońca może się zmieniać tak samo skutkiem ruchu punktu S, gdy punkt T jest nieruchomy, jak skutkiem ruchu punktu T, gdy punkt S jest nieruchomy.

Przypuśćmy, że punkt S jest nieruchomy, a ziemia zmieniła położenie tak, że środek jej z punktu T przeniósł się na ekliptyce do punktu T_1, zakreślając drogę, podobną do drogi punktu S w czasie jego przejścia z S do S_1. W tem założeniu jest

$$T_1S \| TS_1 \text{ i } \sphericalangle \Upsilon T_1 S = \sphericalangle \Upsilon TS_1.$$

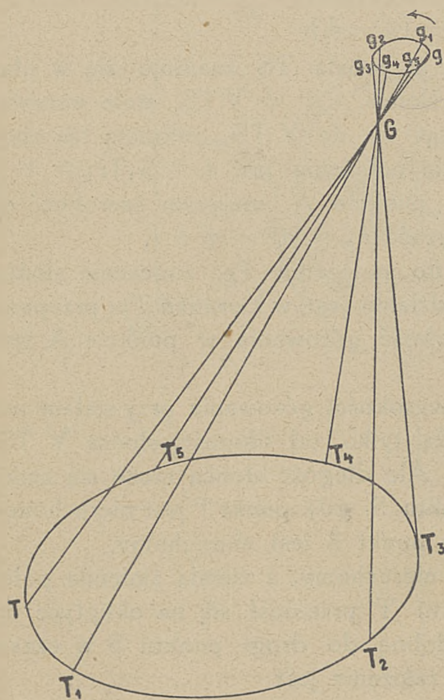
I w tym przypadku kierunek ku słońcu schodzi się z kierunkiem ee_1, t. j. dla obserwatora, znajdującego się w punkcie A, zboczenie słońca zmienia się z poprzedniej wartości $A_0a = \delta_s$ na $A_0a_1 = \varepsilon$. Wysokość górowania, jako zależna od zboczenia słońca, zmienia się tak samo, jak to widzieliśmy poprzednio. Gdy przy dalszym ruchu ziemi w kierunku, oznaczonym przez strzałkę *2*, znalazłaby się ona w położeniu

takiem, że kierunek TS byłby równoległy do pq, wtedy zboczenie słońca byłoby zerem i wysokość górowania byłaby $h_g = 90^0 - \varphi$.

Doszliśmy więc do wniosku, że ruch słońca można uważać za paralaktyczny, t. j. spowodowany ruchem ziemi w płaszczyźnie, nachylonej pod kątem ε względem równika, dokoła nieruchomego słońca po zamkniętej linji krzywej.

31. Paralaksa roczna gwiazd. To zapatrywanie na ruch słońca, które w dwóch ostatnich ustępach zostało uzasadnione, nie przeczy bynajmniej i drugiej możliwości, t. j. że ruch słońca dokoła ziemi jest rzeczywisty, a ziemia jest nieruchomą.

Przedewszystkiem zjawia się pytanie, czemu ruch roczny ziemi wyrazićby się miał tylko w ruchu paralaktycznym słońca, skoro z samej istoty ruchu paralaktycznego wynika, że musiałby się on objawić u wszystkich ciał, nie biorących udziału w ruchu rocznym ziemi. Weźmy np. pod uwagę jakąś gwiazdę G (ryc. 23), widzialną z ziemi T, która biegnie po kołowej drodze $TT_1T_2T_3T_4T_5$. Gdy ziemia znajduje się w punktach $T, T_1, T_2...$, gwiazda widzialna jest w kierunkach $TG, T_1G, T_2G...$ Ponieważ widzimy gwiazdę, jako rzut na sklepieniu niebieskiem odpowiednio w punktach g, g_1, $g_2...$, więc gwiazda pozornie zakreślić winna drogę zamkniętą $gg_1g_2..g$ w tym samym czasie, w którym ziemia swoją drogę zakreśla. Takich ruchów gwiazd nie dostrzegamy, a to zdaje się przeczyć przypuszczeniu, że ziemia posiada ruch dokoła słońca.



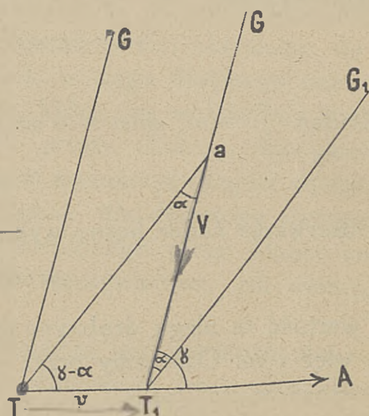
Ryc. 23.

Ale z ryciny widzimy, że kąt, wyrażający zmianę kierunku ku gwieździe, spowodowaną ruchem ziemi, zależny jest od odległości gwiazdy od ziemi. Jeżeli ta odległość jest bardzo wielka, to kąt TGT_3 może bardzo mało różnić się od zera, tak mało, że kierunek ku gwieździe, pomimo ruchu ziemi, może się wydać niezmiennym. Innemi słowy, jeżeli gwiazdy nie posiadają dostrzegalnego rocznego ruchu paralaktycznego, to nie można tego uważać za

dowód, iż ziemia nie posiada rocznego ruchu dokoła słońca, ale uważając ziemię za ruchomą, należałoby stąd wnioskować, że rozmiary rocznej drogi ziemi w porównaniu z odległościami gwiazd są znikome, t. j. że w stosunku do gwiazd można uważać ziemię za nieruchomą.

W istocie jednakże takie ruchy paralaktyczne istnieją. Dzięki nadzwyczajnemu udoskonaleniu metod obserwacji, po długich bezskutecznych usiłowaniach w ciągu ostatnich lat kilkudziesięciu udało się u niektórych gwiazd stwierdzić roczny ruch paralaktyczny, czyli t. zw. *paralaksę roczną*. Ruchy paralaktyczne gwiazd, które zdołano dostrzec, zgadzają się w zupełności z przypuszczeniem, że są one odzwierciedleniem rocznego ruchu ziemi. Paralaksa roczna gwiazd daje więc nam dowód stanowczy, że ruch słońca dokoła ziemi jest paralaktyczny, a ruch ziemi dokoła słońca jest rzeczywisty. Do zagadnienia paralaksy powrócimy jeszcze w ustępach 66 i 76.

32. **Aberacja roczna.** Paralaksę roczną wykazuje tylko bardzo mała liczba gwiazd najbliższych; odległość innych gwiazd jest tak wielka, że dostrzec ich paralaksy nie można. Istnieje wszakże jeszcze inny ruch roczny, zależny od ruchu rocznego ziemi równie ściśle, jak paralaksa roczna, a w jednakowej mierze występujący u wszystkich gwiazd, gdyż jest niezależny od ich odległości. Jest to t. zw. *ruch aberacyjny* czyli *aberacja roczna*.



Ryc. 24.

Niechaj w punkcie T znajduje się ziemia (ryc. 24), a w G jakaś gwiazda. Jeżeli założymy, że ziemia i gwiazda są nieruchome, to gwiazda z T stale widziana być musi w kierunku TG. Przypuśćmy wszakże, że ziemia porusza się z prędkością $TT_1 = v$ km na sekundę w kierunku TA, a światło od gwiazdy biegnie z prędkością $aT_1 = V$ km na sekundę. Gdy ziemia przybywa do T_1, otrzymuje ona więc falę światła, która znajdowała się w *a*, gdy ziemia znajdowała się w T. Ponieważ ruchu ziemi nie czujemy, t. j. wydaje się, że ziemia jest nieruchomą w T, więc też wydaje się, że fala światła przybywa w kierunku aT i w tym też kierunku widzialna jest gwiazda. Wskutek tego obserwator w T_1 widzi gwiazdę nie w kierunku T_1G, ale w kierunku $T_1G_1 \| Ta$.

Widzimy więc, że jeżeli prędkość światła nie jest nieskończenie wielką w porównaniu z prędkością ziemi, to wszystkie gwiazdy muszą

się wydać odchylonemi od swego rzeczywistego położenia o pewien kąt w kierunku ruchu ziemi.

Kierunek ruchu ziemi, ponieważ zakreśla ona drogę zamkniętą, jest co chwila inny, a zawsze określony przez styczną do jej drogi w tym punkcie, w którym w danym momencie znajduje się jej środek. A więc też gwiazdy, odchylając się coraz to w innym kierunku od rzeczywistego swego położenia, muszą zakreślać dokoła tego ostatniego krzywą zamkniętą w okresie rocznym.

Oznaczmy $\sphericalangle GT_1A = \gamma$, $\sphericalangle GT_1G_1 = \alpha$, to z trójkąta aTT_1 wypływa:

$$TT_1 : T_1a = \sin\alpha : \sin(\gamma - \alpha).$$

Ponieważ w ogólności odchylenie aberacyjne α jest małym kątem w porównaniu do γ, więc podstawiając jeszcze $TT_1 = v$, $T_1a = V$, możemy przyjąć

$$\frac{v}{V} = \frac{\sin\alpha}{\sin\gamma}$$

skąd wypływa

$$\sin\alpha = \frac{v}{V}\sin\lambda \quad \dots\dots\dots\dots\dots \quad (8)$$

Kładąc $\frac{v}{V} = m$, $\sin\alpha = \alpha\sin 1''$, mamy

$$\alpha = m \operatorname{cosec} 1'' \sin\gamma.$$

Obserwacje nader liczne wykazały, że średnio jest

$$m \operatorname{cosec} 1'' = 20''.47$$

i wartość ta ulega drobnym wahaniom z powodu zmiennej wartości v, a więc i m. Oznaczmy przez v_0 średnią wartość v a przez m_0 średnią wartość m, to jest

$$m_0 = \frac{v_0}{V} = \sin 20''.47 = \frac{1}{10008}.$$

Kąt γ, jako zależny od kierunku ruchu ziemi, ma okres roczny i w pewnej chwili dla każdej gwiazdy jest $\gamma = 90^0$; wtedy jest $\alpha = 20''.47$. Widzimy więc, że skutkiem aberacji wszystkie gwiazdy odchylają się od swego rzeczywistego położenia o kąt, którego największa wartość, jednakowa dla wszystkich gwiazd, wynosi 20''.47. Liczba ta nazywa się *stałą aberacji rocznej*.

Aberację gwiazd odkrył B r a d l e y w XVIII w.; on też objaśnił ją w sposób powyższy. Odkrycie aberacji dostarczyło pierwszego ścisłego dowodu ruchu ziemi dokoła słońca.

Ponieważ jest

$$\frac{v_0}{V} = \sin 20''.47$$

więc

$$v_0 = V \sin 20''.47;\ V = \frac{v_0}{\sin 20''.47} \ldots\ldots\ldots (9).$$

Z tych wzorów widzimy, że skoro stała aberacji została wyznaczona ze spostrzeżeń, to można znaleźć prędkość światła V, gdy znana jest średnia prędkość ziemi v_0, lub też odwrotnie znaleść v_0, gdy prędkość światła V wyznaczoną została na drodze doświadczalnej. Ponieważ prędkość ziemi znajduje się w ścisłym związku z rozmiarami drogi ziemskiej, albo też z nader ważną wielkością astronomiczną, t. zw. paralaksą słońca, o której będzie mowa później (ust. 67), więc znajomość stałej aberacji pozwala paralaksę słońca wyznaczyć.

33. Kształt drogi ziemskiej. Stwierdziwszy ruch ziemi dokoła słońca, wnioskujemy, że droga ziemi jest krzywą zamkniętą; przebiega ją ziemia w ciągu roku z prędkością niejednostajną. W celu dokładniejszego zbadania kształtu tej drogi i ruchu ziemi na niej określamy dokładnie czas gwiazdowy górowania słońca w ciągu dłuższego czasu. Równa się on wznoszeniu prostemu słońca, które, jak widzieliśmy (ust. 21), zwiększa się stale. Znając wznoszenie proste słońca i pochyłość ekliptyki, można zapomocą prostych wzorów wyznaczyć długość słońca, a gdy znana jest długość słońca w południe dla dłuższego szeregu dni, otrzymuje się też wielkość łuku, zakreślonego przez słońce na ekliptyce w ciągu każdego z tych dni. W rzeczywistości, jak wiemy, będą to łuki, zakreślone przez ziemię.

Z takich badań okazuje się, że najmniejszą jest prędkość słońca w lecie, wkrótce po przejściu słońca przez stanowisko letnie, gdy długość jego wynosi około 101°: droga dzienna słońca na ekliptyce wynosi wtedy 57′ 11″. Odtąd prędkość słońca wzrasta nieustannie i osiąga wartość 61′ 9″ w punkcie nieba, wprost przeciwległym poprzedniemu, t. j. gdy długość słońca wynosi 281°. Potem prędkość słońca znowu maleje, a po upływie pół roku znowu osiąga najmniejszą wartość, wyżej podaną. Punkty nieba, w których słońce posiada najmniejszą i największą prędkość, nazywają się *absydami*, a łącząca je linja prosta — *linją absydów.*

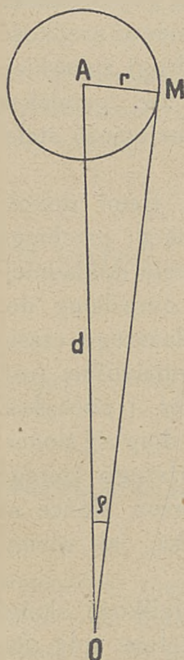
Zmienna prędkość pozornego ruchu słońca, a rzeczywistego ruchu ziemi, znajduje się w ścisłym związku z odległością ziemi od słońca, która również jest zmienna.

Gdy znana jest prawdziwa wielkość jakiegoś oddalonego ciała, to odległość tego ciała wyznacza się na podstawie kąta, pod którym to ciało z tej odległości jest widziane.

Niechaj (ryc. 25) w O znajduje się spostrzegacz, a w A środek kuli, której promień AM = r. Promień ten widzialny jest z O pod kątem MOA = ϱ. Niechaj będzie odległość OA = d; z trójkąta MAO, prostokątnego przy M, mamy

$$r = d \sin \varrho, \; d = \frac{r}{\sin \varrho}.$$

Gdy promień rzeczywisty r jest znany, to na podstawie wymierzonej wartości ϱ można zawsze odległość d wyznaczyć. Ażeby stwierdzić, że odległość się zmienia, wystarczy stwierdzić zmianę wartości ϱ.



Ryc. 25.

W istocie obserwacja słońca wykazuje, że promień jego tarczy ulega zmianie.

Jeżeli w dwóch różnych momentach promień słońca widzialny jest pod kątem ϱ i ϱ_1, a odpowiednie odległości słońca od ziemi są d i d_1, to jest

$$r = d \sin \varrho = d_1 \sin \varrho_1,$$

a stąd wynika proporcja

$$\frac{d}{d_1} = \frac{\sin \varrho_1}{\sin \varrho}.$$

Gdy ϱ jest małym kątem (dla słońca wynosi on około 16′), to możemy zamiast wstaw napisać wprost kąty, a więc

$$\frac{d}{d_1} = \frac{\varrho_1}{\varrho}.$$

Wzór ten powiada, że odległości znajdują się w stosunku odwrotnym do wielkości kątowych widzianego ciała. Oczywiście największemu kątowi ϱ odpowiada najmniejsza odległość słońca od ziemi i odwrotnie.

Z obserwacji wynika, że w tym czasie, gdy słońce posiada największą prędkość, tarcza jego wydaje się największą, a więc odległość słońca jest wtedy najmniejsza; gdy zaś prędkość słońca jest najmniejsza, tarcza jego jest także najmniejsza, a więc odległość największa. Największa wielkość kątowa promienia jest $\varrho_{max} = 16' \, 18''$, najmniejsza zaś $\varrho_{min} = 15' \, 45''$. W tym samym stosunku, co liczby powyższe, znajduje się też największa i najmniejsza odległość ziemi od słońca.

W celu wyznaczenia kształtu drogi ziemskiej należy określić odległość ziemi od słońca w jak największej liczbie momentów. Można w tym celu jednostkę odległości wybrać zupełnie dowolnie i w tej

jednostce wyrażać odległość, odpowiadającą różnym wielkościom kątowym promienia tarczy słonecznej. Oznaczmy przez d_0 tę odległość ziemi od słońca, z której promień tarczy słońca widzialny jest pod kątem

$$\varrho_0 = \frac{\varrho_{min} + \varrho_{max}}{2} = 16' \, 2'',$$

to jest także

$$\frac{d}{d_0} = \frac{\varrho_0}{\varrho},$$

a gdy położymy $d_0 = 1$, to jest wprost $d = \frac{\varrho_0}{\varrho}$.

Tak określona odległość d_0 nazywa się *średnią odległością* ziemi od słońca.

Mierząc ϱ i wyznaczając odpowiednie wartości d, dochodzi się do wniosku, że droga ziemi dokoła słońca jest elipsą, w której jednem ognisku znajduje się słońce.

34. Mimośród drogi ziemskiej i jej położenie. Wielka oś tej elipsy przypada w kierunku linji absydów PA (ryc. 26); punkt elipsy P, najbliższy słońca, nazywa się *punktem przysłonecznym* czyli *periheljum*, punkt najdalszy A nazywa się *punktem odsłonecznym* czyli *afeljum*.

Ryc. 26.

Odległość

$$OP = \frac{SP + SA}{2} = a,$$

t. j. połowa osi wielkiej, jest identyczna z wyżej określoną średnią odległością ziemi od słońca d_0. Przyjmuje się ją za jednostkę długości przy wyznaczaniu odległości planet i dlatego nosi ona nazwę *jednostki planetarnej*. Jaki jest jej stosunek do innych znanych jednostek długości, zobaczymy później.

Stosunek $\frac{OS}{OP} = e$ nazywa się *mimośrodem* elipsy. Im bliżej środka O znajduje się ognisko S, tem mniejszy jest mimośród i tem

bardziej zbliża się elipsa do koła. Mimośród drogi ziemskiej łatwo się wyznacza w sposób następujący:

Niechaj w S_1 będzie drugie ognisko elipsy, tak, że

$$OS = OS_1, \; SP = S_1A.$$

Dalej jest:

$$SS_1 = 2OS = SA + SP - 2SP = SA - SP$$

oraz

$$2OP = SA + SP,$$

a stąd

$$\frac{OS}{OP} = e = \frac{SA - SP}{SA + SP} = \frac{d_{max} - d_{min}}{d_{max} + d_{min}}$$

albo kładąc

$$d_{max} = \frac{1}{\varrho_{min}}, \quad d_{min} = \frac{1}{\varrho_{max}}$$

otrzymuje się

$$e = \frac{\varrho_{max} - \varrho_{min}}{\varrho_{max} + \varrho_{min}}.$$

Z najdokładniejszych pomiarów wynika $e = 0.0168$; widzimy więc, że elipsa, po której biegnie ziemia, bardzo mało różni się od koła i w przybliżeniu może być uważana za koło, podobnie jak uważamy ziemię w przybliżeniu za kulę.

Położenie osi wielkiej określone jest przez linję absydów. Widzieliśmy (ust. 33), że prędkość słońca wydaje się najmniejszą wtedy, gdy długość jego wynosi około 101°, największą zaś w punkcie przeciwległym nieba, t. j. przy długości około 281°. Aby określić położenie wielkiej osi drogi ziemskiej, należy wyobrazić sobie, iż patrzymy ze słońca na ziemię; widzialna jest ona ze słońca zawsze w punkcie nieba, przeciwległym temu, w którym słońce w tym samym czasie widzialne jest z ziemi. Ziemia ma zatem największą prędkość dla spostrzegacza na słońcu, gdy długość jej wynosi około 101°; znajduje się ona wtedy w punkcie przysłonecznym swej drogi. Niechaj prosta ♎♈ wskazuje kierunek linji równonocy, to kąt ♈ $SP = \omega$, który tworzy najmniejszy promień drogi ziemskiej SP z kierunkiem ku punktowi Barana S ♈, jest *długością punktu przysłonecznego*. Długość ta wynosi obecnie 101°20′.

Kąt $PST = v$, utworzony przez promień wodzący ziemi w danej chwili z kierunkiem najmniejszego promienia, liczony w kierunku ruchu ziemi, nazywa się *anomalją prawdziwą*. Długością ziemi, widzianej ze

słońca, jest kąt ♈ ST = L. Jak widać na ryc. 26, jest $v = L - \omega$. Ponieważ ω ma wartość stałą, więc v zmienia się tak samo, jak L. Gdy oznaczymy przez ⊙ długość słońca, widzianego z ziemi, to jest oczywiście zawsze ⊙ = L + 180°; a więc długość słońca zmienia się tak samo, jak anomalja prawdziwa ziemi. Chcąc zatem zbadać, z jaką prędkością porusza się ziemia w swej drodze, wystarczy dokładnie poznać prędkość pozornego ruchu słońca na ekliptyce.

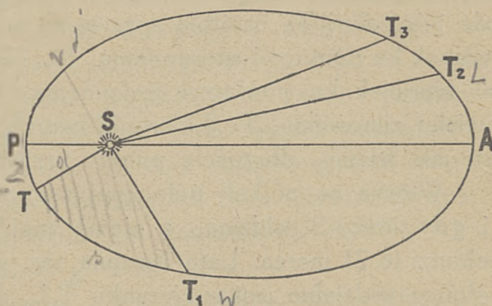
35. Prędkość ruchu ziemi w jej drodze dokoła słońca. Pomiędzy odległością ziemi od słońca a prędkością jej ruchu istnieje ścisły związek. Za prędkość ziemi w danym dniu w przybliżeniu uważać będziemy zmianę długości słońca w ciągu doby średniej. Niechaj w pewnych dwóch dniach tak określone prędkości ziemi będą s_1 i s_2, a odległości jej od słońca, wyznaczone z jego wielkości kątowej w tych samych dniach, niech będą d_1 i d_2. Obserwacja wykazuje, że zachodzi proporcja następująca:

$$\frac{s_1}{s_2} = \frac{d_2^2}{d_1^2}.$$

Wyraża ona, że prędkości kątowe ziemi znajdują się w stosunku odwrotnym do kwadratów odległości ziemi od słońca. Wynika stąd

$$s_1 d_1^2 = s_2 d_2^2,$$

albo też ogólnie, że w każdej chwili sd^2, t. j. iloczyn prędkości kątowej i kwadratu odległości ziemi od słońca, jest ilością stałą.



Ryc. 27.

Wyjaśnijmy nieco dokładniej znaczenie tego nader doniosłego wyniku. Niech będzie TT_1 (ryc. 27) część drogi, przebyta przez ziemię w pewnym czasie. Jeżeli odstęp czasu przyjęty jest niewielki, to możemy w przybliżeniu łuk TT_1 uważać za łuk koła. Niech będzie w tem założenie $\sphericalangle TST_1 = s$, oraz $ST = ST_1 = d$. Długość łuku TT_1, uważanego za łuk koła, zakreślonego promieniem d przy kącie środkowym s, jest $2\pi d \cdot \frac{s}{360^0}$, a pole wycinka TST_1 ma wartość

$$\frac{1}{2}\, TT_1 \times ST = \frac{\pi}{360^0} \cdot sd^2$$

Z obserwacji wynika, jak to widzieliśmy, że przy równych odstępach czasu iloczyn sd^2, a więc i $\frac{\pi}{360^0} sd^2$, ma wartość stałą dla całej drogi. Znaczy to, iż ziemia biegnie dokoła słońca w ten sposób, że jej promień wodzący ST zakreśla w równych czasach zawsze jednakowej wielkości pola, albo też, że pole, które zakreśla promień wodzący, wzrasta proporcjonalnie do czasu.

Nazwijmy pole, zakreślone przez promień wodzący w jednostce czasu, *prędkoscią wycinkową*, to powyższy wynik wyraża, że ziemia porusza się w swej drodze ze stałą prędkością wycinkową.

Łatwo teraz zrozumiemy, dlaczego prędkość kątowa ziemi, lub też pozorna prędkość słońca, jest zmienna. Na ryc. 27 pole wycinka STT_1 równa się polu wycinka ST_2T_3. Ale ponieważ w pierwszym przypadku promień wodzący jest krótszy, aniżeli w drugim, więc, aby pola były równe, musi kąt TST_1 być większy niż kąt T_2ST_3. Znając powyższe prawo, można dla każdego miejsca ziemi w jej drodze obliczyć prędkość kątową ruchu naokoło słonca.

36. Długość pór roku. Rok gwiazdowy i anomalistyczny. Ta zmienna prędkość kątowa ziemi pociąga za sobą przedewszystkiem zmienną długość doby prawdziwej słonecznej, której wyrazem jest zmienna wartość równania czasu (ust. 22), a dalej niejednakową długość pór roku. Tę ostatnią sprawę wyjaśnia ryc. 26. Niech będzie S♈ kierunek ku punktowi wiosennemu, SL kierunek ku stanowisku letniemu, S♎ kierunek ku punktowi jesiennemu i wreszcie SZ kierunek ku stanowisku zimowemu. Te 4 kierunki tworzą ze sobą kąty proste. Kąt ♈SP jest, jak wiemy, długością punktu przysłonecznego i wynosi $101^0\ 20'$.

Wiosna na półkuli północnej zaczyna się, gdy ziemia jest w T_1, t. j. gdy słońce S, widziane z ziemi, znajduje się w punkcie Barana ♈; zachodzi to 21 marca. Lato zaczyna się, gdy ziemia znajduje się w T_2, a słońce widzialne jest w kierunku T_2L, dnia 22 czerwca. Dalej w dniu 23 września, gdy ziemia znajduje się w T_3, a słońce widzialne jest w punkcie Wagi ♎, zaczyna się jesień. Wreszcie w dniu 22 grudnia, gdy ziemia jest w punkcie T_4, słońce zaś świeci w kierunku T_4Z, zaczyna się zima.

Pola wycinków, zakreślonych przez promień wodzący ziemi w różnych porach roku, nie są równe: największe pole ma wycinek T_2ST_3, odpowiadający latu, najmniejsze — wycinek T_4ST_1, odpowiadający zimie; pola dwóch pozostałych wycinków mają wartość pośrednią. Ponieważ czasy, potrzebne na zakreślenie tych wycinków, są proporcjonalne do ich pól, więc najdłuższą porą roku jest lato, najkrótszą zima; jesień i wiosna mają długość pośrednią. Długość czterech pór roku

jest następująca: wiosna trwa 92 d. 20 g., lato 93 d. 14 g., jesień 89 d. 19 g. i zima 89 d. 1 g. Na półkuli południowej jest odwrotnie: najdłuższą porą roku jest zima, najkrótszą lato.

Długość pór roku, jak widzimy, zależy od długości punktu przysłonecznego. Gdyby np. linja równonocy ♈♎ była prostopadłą do wielkiej osi drogi ziemskiej, to wiosna i lato trwałyby jednakowo długo, a również jesień i zima miałyby długość jednakową. Gdyby linja równonocy leżała w kierunku osi wielkiej, to jesień i lato byłyby równe i trwałyby znacznie dłużej, aniżeli wiosna i zima, których długość też byłaby jednakowa. Nadając osi wielkiej różne kierunki, można tworzyć rozmaite kombinacje względnej długości czterech pór roku.

W istocie kierunek osi wielkiej, określający położenie całej elipsy drogi ziemskiej w płaszczyźnie ekliptyki, nie jest stały; jak zobaczymy później, zmienia się prócz tego także kierunek linji równonocy ♈♎. Skutkiem tego kąt ♈SP, czyli długość punktu przysłonecznego ziemi, wzrasta rocznie o 61″.7, co czyni 1°43′ na 100 lat. Pociąga to za sobą powolne zmiany w stosunkowej długości pór roku, i kiedyś, mniej więcej po upływie 10000 lat, zima będzie u nas najdłuższą porą roku, a lato — najkrótszą. Takie zmiany niewątpliwie wpływać muszą też na stosunki klimatyczne.

Punkt wiosenny cofa się, t. j. posiada ruch wsteczny na ekliptyce. Okres powrotu słońca do punktu wiosennego, jak widzieliśmy, nazywa się rokiem zwrotnikowym (ust. 22), a dokładna długość jego wynosi 365.2422... dni średnich słonecznych, czyli 365 d. 5 g. 48 m. 46·0 s. Z powodu cofania się punktu wiosennego słońce prędzej powraca do punktu wiosennego, aniżeli do tych samych gwiazd, które są nieruchome. Okres powrotu słońca do tych samych gwiazd nazywa się *rokiem gwiazdowym* i jest nieco dłuższy od roku zwrotnikowego. Rok gwiazdowy ma 365.2564... średnich dni słonecznych, czyli

365 d. 6 g. 9 m. 9.7 s.

Prócz roku zwrotnikowego i gwiazdowego wyróżniamy jeszcze okres czasu, w którym ziemia przebiega swą drogę, licząc od przejścia przez punkt przysłoneczny aż do powrotu do tegoż punktu. Ponieważ punkt przysłoneczny posiada pośród gwiazd ruch w kierunku ruchu ziemi, więc ten okres czasu, zwany *rokiem anomalistycznym*, jest nieco dłuższy od roku gwiazdowego. Rok anomalistyczny ma

365 d. 6 g. 13 m. 53.0 s.

Jako początek astronomiczny roku zwrotnikowego przyjmuje się chwilę, gdy długość średniego słońca wynosi 280°. Różni się ten początek nieco od początku roku kalendarzowego, ale jest stały dla całej kuli ziemskiej, gdy rok kalendarzowy, ze względu na różnice czasów miejsco-

wych, zaczyna się na każdym południku w innym momencie rzeczywistym. Ten południk, na którym początek roku kalendarzowego schodzi się z początkiem astronomicznym roku zwrotnikowego, nazywa się *południkiem normalnym* i przy zużytkowaniu obserwacyj, dokonywanych w różnych miejscach, musi być znany.

ROZDZIAŁ V.

Ruch księżyca.

37. Miesiąc gwiazdowy i zwrotnikowy. Droga księżyca. Ruch księżyca posiada wszystkie te same cechy, co ruch słońca. Obserwując przejścia księżyca przez południk, dostrzegamy, podobnie jak u słońca, opóźnianie się czasu górowania księżyca oraz zmiany wysokości górowania. Spóźnianie się to wszakże jest znacznie większe niż u słońca, i wynosi średnio 52 m. 42.5 s. na dobę, tak, że już średnio po upływie 27 d. 7 g. 43 m. 11.5 s. księżyc góruje znowu z temi samemi gwiazdami. Okres powrotu księżyca do tych samych gwiazd nazywa się *miesiącem gwiazdowym.*

Skutkiem wstecznego ruchu punktu wiosennego księżyc nieco wcześniej wraca do tego punktu, aniżeli do tych samych gwiazd, mianowicie po upływie 27 d. 7 g. 43 m. 4.6 s. Okres ten nazywa się *miesiącem zwrotnikowym.*

Z obserwacji wysokości górowania wynika, że księżyc w powyższym okresie 2 razy przechodzi przez równik w punktach o 180^0 od siebie odległych i że, podobnie jak słońce, ma dwa stanowiska w punktach drogi diametralnie przeciwległych, z których jedno znajduje się na półkuli północnej, drugie na południowej. Stanowiska te są jednakowo odległe od równika; znaczy to, że księżyc zakreśla na niebie wielkie koło, nachylone do równika, a odległość stanowisk od równika jest miarą tego nachylenia.

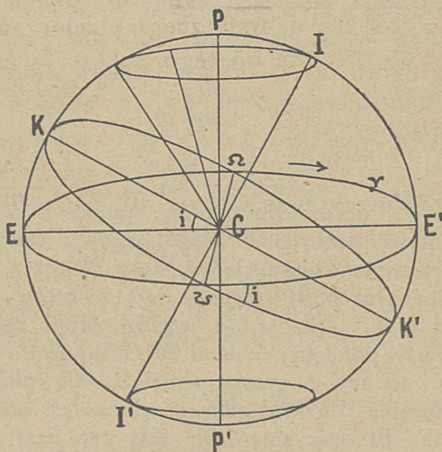
Nachylenie to wszakże jest zmienne, jak również położenie punktów przecięcia drogi księżyca z równikiem. Obie te zmiany znajdują się w ścisłym związku ze sobą i są okresowe. Mianowicie 2 razy w ciągu jednego okresu, wynoszącego około 19 lat, punkty przecięcia przypadają w punktach równonocnych. Ale nachylenie drogi księżyca w obu tych razach jest inne. Gdy raz punkty przecięcia schodzą się z punktami równonocnemi, nachylenie drogi księżyca do równika jest najmniejsze

i wynosi 18° 19′. Odtąd punkty przecięcia oddalają się od punktów równonocnych w kierunku ruchu księżyca aż do odległości 13° 2′, a nachylenie w tym samym czasie wzrasta do 22° 55′; potem punkty przecięcia zbliżają się do punktów równonocnych, ale nachylenie wzrasta bez przerwy aż do swej największej wartości 28° 36′, która zachodzi w chwili, gdy punkty przecięcia znowu się schodzą z punktami równonocnemi. Odtąd punkty przecięcia przesuwają się w przeciwną stronę od punktów równonocnych znowu aż do odległości 13° 2′, a równocześnie nachylenie zmniejsza się do 22° 55′; potem znowu zaczyna się zbliżanie punktów przecięcia do punktów równonocnych przy trwającem nieustannie zmniejszaniu się nachylenia aż do wartości najmniejszej 18° 19′.

Widzimy więc, że linja przecięcia się płaszczyzny drogi księżyca z równikiem wykonywa wahania względem linji równonocy o obszarze 26° 4′, a jednocześnie płaszczyzna drogi wykonywa wahania względem pewnej średniej płaszczyzny, nachylonej do równika pod kątem

$$\frac{18^0 19' + 28^0 36'}{2} = 23^0 28'.$$

Nachylenie to równa się ściśle pochyłości ekliptyki ε, a więc wspomnianą płaszczyzną średnią jest ekliptyka. Obszar wahań płaszczyzny drogi wynosi 10° 17′, a kąt odchylenia jej od płaszczyzny ekliptyki to w jedną to w drugą stronę ma wartość 5° 8′.5.

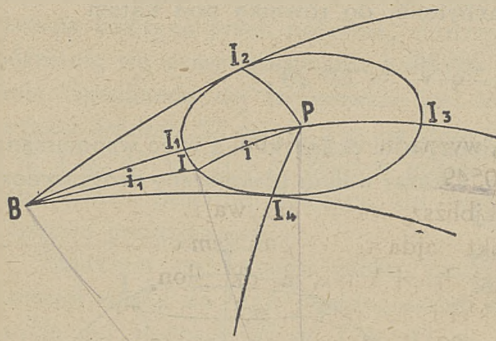


Ryc. 28.

38. Cofanie się węzłów drogi księżyca. Miesiąc smoczy. Znaczenie rzeczywiste tych wahań występuje wyraźniej, gdy odniesiemy ruchy księżyca nie do równika, lecz do ekliptyki. Droga księżyca KK′ (ryc. 28) nachylona jest do ekliptyki EE′ pod kątem 5° 8′.5 i przecina się z nią w dwóch punktach, o 180° od siebie odległych, zwanych *węzłami*. Ten węzeł, w którym księżyc znajduje się na ekliptyce, przechodząc z półkuli południowej na północną, nazywa się *węzłem wstępującym* i oznacza się znakiem ☊; węzeł zaś drugi, w którym księżyc przechodzi przez ekliptykę z północy na południe, nazywa się *węzłem zstępującym* i oznacza się znakiem ☋. Prosta ☊☋, łącząca oba węzły, nazywa się *linją węzłów*.

Badając położenie owych węzłów, okazuje się, że posiadają one na ekliptyce ruch jednostajny w kierunku wstecznym z prędkością 3′ 10″.6 dziennie, albo $1^0\,27'$ w miesiącu zwrotnikowym; obiegają one więc całą ekliptykę w okresie 18 lat 224 dni, albo dokładniej 6798.34 dni. Ten ruch węzłów, jak łatwo okazać, powodować musi wyżej opisane wahania płaszczyzny drogi księżyca względem równika w okresie obiegu węzłów na ekliptyce.

Niechaj koło KK′ (ryc. 28), wyobrażające drogę księżyca, będzie nachylone do ekliptyki EE′ pod kątem $i = \sphericalangle KCE = \frown KE$, a łuk ♈ ☊ niech będzie długością węzła wstępującego. Niechaj dalej punkty P i P′ będą biegunami ekliptyki, a punkty I i I′ biegunami drogi księżyca, to również $\frown PI = \frown P'I' = i$. Oś I I′ zawsze pozostaje prostopadłą do płaszczyzny drogi księżyca, oraz do linji węzłów ☊☋. Gdy ta ostatnia obraca się dokoła środka C w kierunku strzałki, również i oś I I′ obraca się dokoła osi PP′, zakreślając powierzchnię stożkową, a bieguny drogi księżyca I i I′ zakreślają dokoła odpowiednich biegunów ekliptyki P i P′ koła o promieniu i w tym samym kierunku, t. j. wstecznym.



Ryc. 29.

Niechaj teraz (ryc. 29) łuk BP oznacza część koluru stanowisk (ust. 28), punkt B biegun północny świata, punkt P biegun północny ekliptyki, a PI część koła szerokości, przechodzącego przez biegun I drogi księżyca. Mamy więc $BP = \varepsilon$, $PI = i$.

Poprowadźmy przez punkt I koło godzinne BI, to $\frown BI$ równa się kątowi nachylenia drogi księżyca względem równika. Koło BP przechodzi przez stanowiska słońca, koło BI przez stanowiska księżyca; a że stanowiska słońca są o 90^0 odległe od punktów równonocnych, a stanowiska księżyca są o 90^0 odległe od węzłów drogi księżyca na równiku, więc kąt PBI, zawarty pomiędzy kołami BP i BI, jest równy kątowi, zawartemu między linją równonocy a prostą przecięcia się płaszczyzny drogi księżyca z płaszczyzną równika. Punkt I zakreśla dokoła P koło; skutkiem tego zmienia się wielkość łuku BI oraz kąta PBI. Kąt ten jest równy zeru, a więc linja równonocy schodzi się z linją przecięcia płaszczyzny drogi księżyca z równikiem, gdy I znajduje się w I_1 lub w I_3; w pierwszym przypadku jest

$$BI_1 = PB - PI_1 = \varepsilon - i = 18^0\,19',$$

a w drugim

$$BI_3 = PB + PI_3 = \varepsilon + i = 28^0\,36'.$$

Największą wartość kąt PBI ma wtedy, gdy I znajduje się w I_2 lub w I_4, t. j. gdy biegun drogi księżyca znajduje się w jednym z punktów,

w których koła zboczenia są styczne do koła, zakreślanego przez biegun księżyca. Jak wypływa z rachunku i obserwacji, $\sphericalangle PBI_2 = \sphericalangle PBI_4 = 13^0\ 2'$, a $\frown BI_2 = \frown BI_4 = 22^0\ 55'$. Wogóle przebieg zjawisk, jaki stąd można wyprowadzić, jest w zupełności taki, jak to wyżej było opisane.

Skutkiem *cofania się węzłów księżyca* o $1^0\ 27'$ miesięcznie księżyc powraca do tego samego węzła w czasie krótszym, aniżeli do tej samej długości, mianowicie już po upływie 27 d. 5 g. 5 m. 35.7 s. Okres ten nazywa się *miesiącem smoczym*.

39. Kształt drogi księżyca. Obrót wielkiej osi. Miesiąc anomalistyczny. Księżyc, podobnie jak słońce, posiada ruch niejednostajny w swej drodze. Wyróżniają się dwa punkty diametralnie przeciwległe tej drogi, w których prędkość jest największa i najmniejsza, t. j. absydy. Kształt drogi księżyca można badać, podobnie jak kształt drogi ziemskiej, na podstawie zmian odległości księżyca, odpowiadających zmianom wielkości kątowej tarczy księżyca. Z takich badań wypływa: 1) że droga księżyca jest elipsą, w której jednem ognisku znajduje się ziemia; 2) że księżyc porusza się w swej drodze ze stałą prędkością wycinkową.

Mimośród drogi księżyca, wyznaczony podobnie jak mimośród drogi ziemskiej (ust. 34), wynosi 0.0549.

Punkt drogi księżyca, najbliższy ziemi, nazywa się *punktem przyziemnym*, czyli *perigeum*, punkt najdalszy — *punktem odziemnym*, czyli *apogeum*. Kierunek wielkiej osi drogi księżyca, określony przez te dwa punkty, ulega zmianie, jak i kierunek wielkiej osi drogi ziemskiej, ale znacznie szybciej. Zmiana tego kierunku wyraża się w ruchu punktu przyziemnego, którego długość wzrasta. Ten wzrost długości wynosi 6′ 41″ dziennie, skąd łatwo obliczyć, że w ciągu 8 lat 310 dni, czyli 3232 dni, droga księżyca wykonywa całkowity obrót w swej płaszczyźnie.

Okres czasu, w którym księżyc po przejściu przez punkt przyziemny znowu do niego powraca, nazywa się *miesiącem anomalistycznym*. Ponieważ punkt przyziemny porusza się w tym samym kierunku, co księżyc, więc miesiąc anomalistyczny jest dłuższy od zwrotnikowego, a mianowicie ma 27 d. 13 g. 18 m. 33.1 s.

Jak widzimy, ruchy księżyca są w swym charakterze zupełnie podobne do ruchów słońca, i mogłoby się nasunąć przypuszczenie, że, podobnie jak ruch słońca, tak samo i ruch księżyca jest paralaktyczny, a ziemia zakreśla drogę eliptyczną dokoła księżyca. W takim razie jednakże musiałaby ziemia biec jednocześnie po dwóch różnych drogach, co jest niemożliwe. Że zaś istnieją na to ścisłe dowody, iż ziemia obraca się dokoła słońca, więc nie biegnie ona dokoła księżyca, i księżyc rzeczywiście obiega ziemię.

40. Fazy księżyca. Miesiąc synodyczny. Księżyc widzimy w rozmaitych postaciach, t. j. w ogólności nie jako okrągłą jasną tarczę, ale tylko jako część tej tarczy. Te odmienne postaci księżyca nazywają się *fazami* czyli *odmianami.*

Od najdawniejszych czasów wiadomem było, że fazy znajdują się w ścisłym związku z odległością kątową księżyca od słońca, albo też z różnicą długości księżyca i słońca. Gdy mianowicie księżyc i słońce mają jednakową długość, księżyca wcale nie widać. Faza ta nazywa się *nowiem.* Po nowiu księżyc, mający ruch szybszy, wyprzedza słońce i zachodzi nieco później od słońca; wtedy jest widzialny, jako wąski sierp, wypukłością zwrócony ku słońcu, t. j. przypomina położeniem odwróconą literę C (Ɔ). W miarę, jak różnica długości wzrasta, rozszerza się sierp, a gdy różnica wynosi 90^0, księżyc ma postać półkola, leżącego na prawo od średnicy. Faza ta nazywa się *pierwszą kwadrą.* Księżyc zachodzi wtedy znacznie później, średnio w 6 godzin po słońcu.

Następnie część oświetlona tarczy księżyca wzrasta dalej, i gdy różnica długości księżyca i słońca wynosi 180^0, księżyc przedstawia się jako pełna okrągła tarcza. Faza ta nazywa się *pełnią.* Księżyc wschodzi wtedy w czasie zachodu słońca i zachodzi o wschodzie słońca, t. j. widzialny jest przez całą noc.

Odtąd księżyc poczyna się zbliżać ku słońcu od strony zachodniej i, w miarę zbliżania się, zaczyna ubywać po prawej stronie. Gdy odległość zachodnia księżyca wzrośnie do 90^0, księżyc znów widzialny jest w postaci półkola, ale leżącego na lewo od średnicy. Faza ta nazywa się *ostatnią kwadrą.* W czasie ostatniej kwadry wschodzi księżyc średnio w 6 godzin po zachodzie słońca i tyleż czasu po wschodzie słońca zachodzi. Przy dalszem zbliżaniu się księżyca do słońca widać go w postaci coraz zwężającego się sierpa, mającego położenie litery C. Wschodzi on coraz później przed wschodem słońca, a zachodzi coraz później we dnie i bywa w tym czasie widzialny na jasnem niebie na zachód od słońca.

Związek pomiędzy fazą księżyca a jego odległością kątową od słońca w krótkości przedstawia się w ten sposób, że faza jest tem większa, im dalej księżyc znajduje się na niebie od słońca, że faza wzrasta, gdy księżyc oddala się od słońca, a maleje, gdy księżyc zbliża się do słońca. Przy wszystkich zmianach jasna część księżyca znajduje się po tej stronie, po której słońce jest bliższe, a linja, łącząca rogi księżyca, jest prostopadła do łuku, łączącego słońce i księżyc.

Gdy dwa ciała niebieskie, z których przynajmniej jedno posiada ruch własny, mają jednakową długość, to, według astronomicznego sposobu mówienia, znajdują się one ze sobą w *połączeniu* czyli *kon-*

junkcji; gdy różnica długości wynosi 90^0, to znajdują się one w *kwadraturze;* wreszcie gdy różnica długości wynosi 180^0, to położenie takie nazywa się *przeciwstawieniem* czyli *opozycją.* Okres, w którym oba ciała wracają do tego samego względnego położenia, więc np. okres między dwoma połączeniami, nazywa się *obiegiem synodycznym* tych ciał.

Możemy więc powiedzieć, że gdy księżyc znajduje się w połączeniu ze słońcem, zachodzi nów, gdy księżyc znajduje się w przeciwstawieniu ze słońcem, zachodzi pełnia; wreszcie w czasie kwadratur przypadają kwadry księżyca.

Okres tych zmian, jako odpowiadający synodycznemu obiegowi księżyca względem słońca, łatwo obliczyć. Oznaczmy przez P rok gwiazdowy, a przez p miesiąc gwiazdowy, t. j. okresy, w których wspomniane ciała niebieskie zakreślają na niebie pełne koła. Jeżeli P i p wyrazimy w dniach średnich, to łuk $\frac{360^0}{p} = N$ jest średnią prędkością dzienną księżyca, a łuk $\frac{360^0}{P} = n$ średnią prędkością dzienną słońca. Wiemy, że $N > n$, a więc na dzień księżyc średnio wyprzedza słońce o łuk, równy różnicy $N - n$; aby zaś dokonany został obieg synodyczny, musi różnica wzróść do 360^0, na co potrzeba $p_1 = \frac{360^0}{N-n}$ dni.

Podstawiając na miejsce P i p poprzednio podane długości roku i miesiąca gwiazdowego i obliczając, znajdujemy

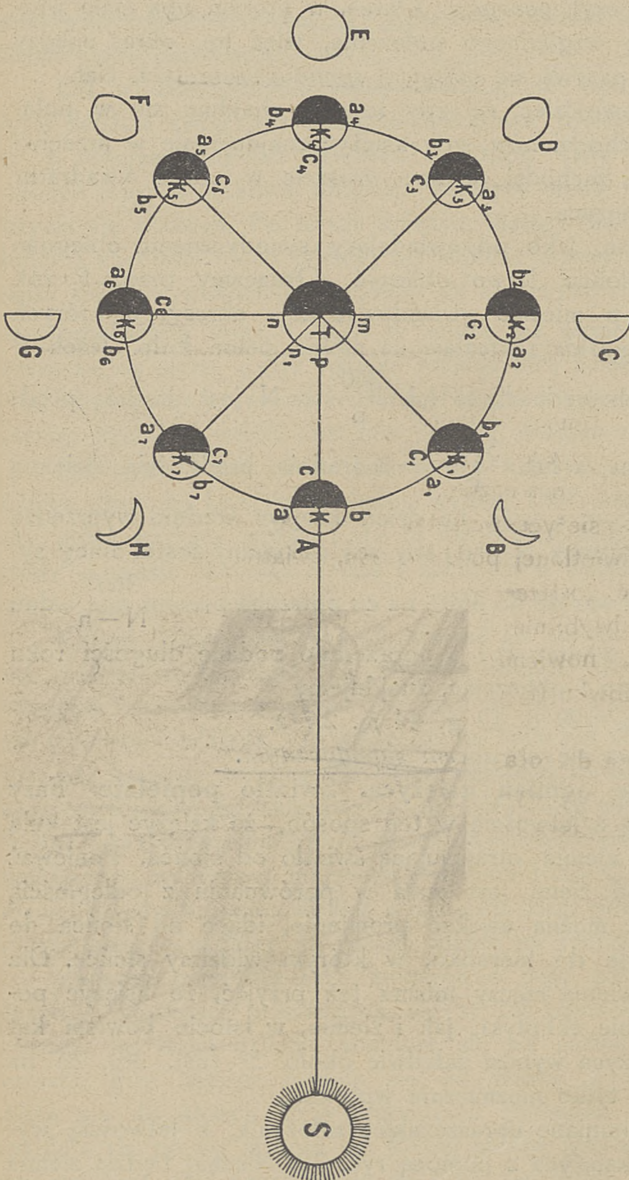
$$p_1 = 29 \text{ d. } 12 \text{ g. } 44 \text{ m. } 2.7 \text{ s.}$$

Okres ten nazywa się *miesiącem synodycznym.*

41. Wyjaśnienie odmian księżyca. Światło popielate. Fazy księżyca objaśniają się z łatwością w ten sposób, że księżyc jest kulą ciemną, podobnie jak ziemia otrzymującą światło od słońca. Ponieważ odległość księżyca od ziemi jest mała w porównaniu z odległością ziemi od słońca, więc można uważać promienie, idące od słońca do księżyca, za równoległe do kierunku, w którym widzimy słońce. Dla łatwiejszego przedstawienia rzeczy można też przyjąć, że księżyc porusza się w płaszczyźnie ekliptyki, jak i ziemia, w istocie bowiem kąt nachylenia drogi księżyca wynosi zaledwie około 5^0 (ust. 38), co na przebieg zjawiska faz tylko nieznacznie wpływa.

Przyjmując wspomniane upraszczające założenia, z łatwością wyjaśnimy zjawisko faz księżyca z pomocą ryc. 30. Niechaj będzie ziemia w T, a słońce w kierunku TS. Kąt pomiędzy kierunkiem ku księżycowi TK_i ($i = 1, 2 \ldots 6$), a kierunkiem TS jest różnicą długości księżyca i słońca. Więc np. w położeniu księżyca K_1 różnicę długości przedstawia kąt $K_1 TS$. We wszystkich położeniach księżyca według założenia

promienie słoneczne padają na księżyc równolegle do kierunku TS. Oświetlona jest oczywiście zawsze tylko jedna półkula księżyca, zwrócona ku słońcu, i ta tylko widzianą być może.



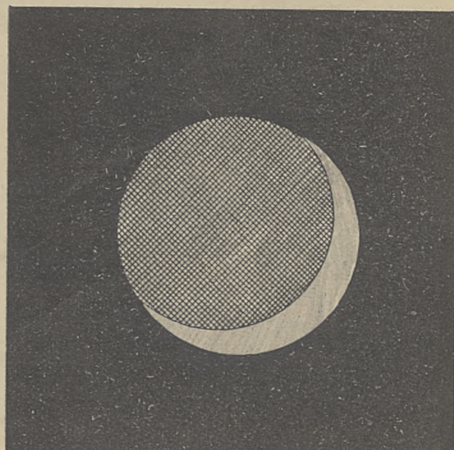
Ryc. 30.

Gdy księżyc znajduje się w połączeniu ze słońcem, t. j. w K, zwrócona jest ku ziemi ciemna półkula księżyca abc, a więc księżyc jest niewidzialny; zachodzi wtedy nów. W położeniu K_1 zwrócona jest ku ziemi półkula $a_1b_1c_1$, której część $a_1K_1c_1$ jest oświetlona i przedstawia się w postaci sierpa B. W położeniu K_2, t. j. w kwadraturze, zwrócona jest ku ziemi półkula $a_2b_2c_2$, której połowa widzialna $a_2K_2c_2$ przedstawia się w postaci półkola C; jest to pierwsza kwadra. W położeniu K_3 zwrócona jest ku ziemi półkula $a_3b_3c_3$, której większa część $a_3K_3c_3$ jest oświetlona i widzialna w postaci, oznaczonej literą D. W położeniu K_4, t. j. w opozycji, cała oświetlona półkula zwrócona jest ku ziemi i widzialna jest w postaci

pełnego koła E; zachodzi pełnia. Biorąc kolejno pod uwagę następne położenia księżyca, dojdziemy do wniosku, że musi się on przedstawiać kolejno w postaciach F, G, H, jakie też zachodzą w rzeczywistości.

Podobnie jak księżyc odbija światło słoneczne ku ziemi, oświetlając nam noce, tak samo ziemia odbija światło słoneczne ku księżycowi, oświetlając tę jego część, do której bezpośrednio światło słoneczne nie dochodzi. W położeniu, przedstawionem na rycinie 30, oświetlona jest półkula ziemi mpn, która przy położeniu księżyca K całkowicie zwrócona jest ku księżycowi, oświetlając jego półkulę abc, na której wtedy jest noc. Ponieważ dla obserwatora ziemskiego księżyc znajduje się wtedy nad poziomem razem ze słońcem, więc stosunkowo nieznaczne oświetlenie księżyca przez promienie, odbite od ziemi, pozostaje niedostrzegalne. W fazie księżyca B dochodzi do księżyca światło od części mpn_1 oświetlonej półkuli ziemskiej; a że księżyc wtedy widziany jest po zachodzie słońca, więc dostrzegamy prócz sierpa B także pozostałą część księżyca, znacznie słabiej oświetloną światłem ziemskiem. Oświetlenie to nosi nazwę *światła popielatego.*

W miarę jak faza księżyca wzrasta, zwróconą jest ku księżycowi coraz mniejsza część oświetlonej półkuli ziemi, światło popielate słabnie i wreszcie przestaje być dostrzegalne. Występuje ono najwybitnie przez kilka dni przed nowiem i przez kilka dni po nowiu (rycina 31).

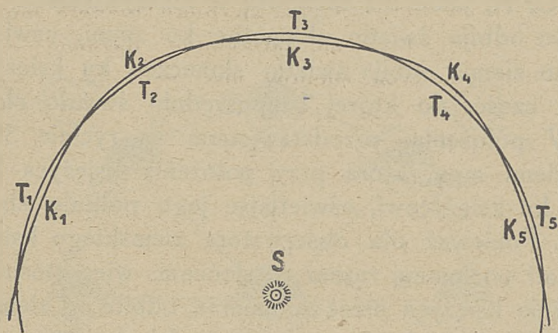


Ryc. 31.

42. Droga księżyca dokoła słońca. Z ruchów księżyca wynika, jak widzieliśmy, że zakreśla on dokoła ziemi elipsę, w której jednem ognisku znajduje się ziemia. Ale wiemy, że ziemia jest ruchoma, a więc droga księżyca eliptyczna nie jest jego drogą rzeczywistą w przestrzeni, lecz tylko jego drogą względną w stosunku do ziemi. Wydaje się ona elipsą dlatego tylko, że w ruchu ziemi dokoła słońca księżyc bierze udział.

Inaczej przedstawiałby się ruch księżyca dla obserwatora, znajdującego się na słońcu. Łatwo tę drogę wykreślić, znając prędkość ziemi dokoła słońca, prędkość księżyca dokoła ziemi, oraz stosunek odległości księżyca do odległości słońca od ziemi. Jest to krzywa, która

z drogą ziemi przecina się dwa razy w ciągu miesiąca, przebiegając przez pół miesiąca dalej od słońca aniżeli droga ziemi, a przez pół miesiąca bliżej, jednakowoż nigdy nie zwracając ku słońcu wypukłej strony. Pewne wyobrażenie o kształcie rzeczywistej drogi księżyca daje krzywa $K_1 K_2 K_3 K_4 K_5$ na ryc. 32; krzywa $T_1 T_2 T_3$... jest częścią drogi ziemskiej. W położeniach ziemi T_1, T_3, T_5, a księżyca K_1, K_3, K_5 zachodzi nów; w położeniach zaś ziemi T_2, T_4, ..., a księżyca K_2, K_4 ,... zachodzi pełnia.



Ryc. 32

ROZDZIAŁ VI.

Ruch planet.

43. Cechy ogólne ruchu planet. Planety dolne i górne. Prócz słońca i księżyca, znano od najdawniejszych czasów jeszcze kilka ciał niebieskich, posiadających własny ruch pośród gwiazd na sklepieniu niebieskiem. Ciała te zwano *planetami*, zaliczając do nich też księżyc i słońce, jako również własny ruch posiadające. Dzisiaj znane są następujące wielkie planety: Merkury, Wenus, Mars, Jowisz, Saturn, Uran, Neptun, a prócz tego wielka liczba (powyżej tysiąca) drobnych planet, dostrzegalnych tylko zapomocą lunet, zwanych *planetoidami*. Do planet zalicza się też nasza ziemia, która posiada wszystkie ich cechy.

Biorąc pod uwagę ruchy planet na sklepieniu niebieskiem, dostrzegamy dwie wyraźnie różniące się kategorje. Do pierwszej kategorji należą tylko 2 planety, Merkury i Wenus, do drugiej zaś wszystkie inne planety i planetoidy. Pierwsze dwie nazywają się planetami *dolnemi*, pozostałe *górnemi*.

Wszystkie planety wogóle w ruchach swoich wykazują pewne wspólne cechy. Przedewszystkiem ruch ich jest zmienny co do pręd-

kości i kierunku, przyczem zmiany wykazują wyraźną okresowość. W ciągu takiego okresu przeważa ruch prosty, ruch wsteczny trwa stosunkowo krótko. Aby mogła nastąpić zmiana kierunku, planeta musi się zatrzymać; punkty, w których planeta się zatrzymuje, nazywają się *stanowiskami*. Drugą ogólną cechą tych ruchów jest, że planety perjodycznie w pewnych stałych punktach przechodzą przez ekliptykę, ale nigdy od niej daleko nie odbiegają, planety zaś wielkie zawsze pozostają w granicach pasa zwierzyńcowego (ust. 26).

Co do cech ruchu planet każdej z wymienionych dwóch grup, to celem ich poznania wystarczy zbadać dokładniej ruchy jednej planety z każdej grupy, różnice bowiem pomiędzy planetami tej samej grupy są tylko ilościowe.

44. Planety dolne. Planety dolne w ruchach swoich wykazują wyraźny związek ze słońcem, gdyż zdają się brać udział w jego ruchu. Gdy wszakże prędkość ruchu słońca pośród gwiazd zmienia się tylko nieznacznie i ruch odbywa się zawsze w jednym kierunku — prostym, planety dolne poruszają się z prędkością, zmieniającą się w granicach o wiele większych, tak, że raz biegną one prędzej od słońca, to znów wolniej, a w pewnych chwilach, jak już zaznaczyliśmy wyżej, zatrzymują się zupełnie i zmieniają kierunek ruchu na wsteczny. Skutkiem tych zmian prędkości i kierunku ruchu znajdują się planety dolne raz na wschód od słońca, to znów na zachód — i to w rozmaitych od niego odległościach kątowych. Odległości te nazywają się *elongacjami*. Elongacja planety może być *wschodnią* lub *zachodnią*, zależnie od tego, czy planeta znajduje się na wschód, czy na zachód od słońca.

Najcharakterystyczniejszą cechą ruchu planet dolnych jest ta, że elongacje zawarte są w określonych granicach, wewnątrz których planeta wykonywa jakby wahania względem słońca w okresie, mającym stałą wartość średnią. W ciągu takiego okresu planeta dwa razy znajduje się w połączeniu ze słońcem; natomiast w kwadraturach ani w opozycji ze słońcem planeta dolna znajdować się nie może.

Ruch planety Merkurego ilustruje rycina 33, na której linja pełna wyobraża drogę Merkurego od d. 1 marca do 1 sierpnia 1907 roku, a linja kreskowana — drogę słońca, w tymże czasie przebytą. Punkty na drogach oznaczają położenia planety i słońca w datach, przy nich załączonych.

Jak widać z ryciny, w d. 1 marca Merkury znajduje się na wschód od słońca; ale prędkość jego wtedy zmniejsza się stale, tak, że dnia 8 marca staje się zerem i planeta zatrzymuje się. Znajduje się ona wtedy w swem *stanowisku wschodniem*, po którem zaraz rozpoczyna poruszać się wstecznie.

Skutkiem tego ruchu wstecznego słońce coraz bardziej zbliża się do Merkurego; w d. 18 marca znajduje się Merkury w połączeniu ze słońcem, po którem przechodzi na zachodnią stronę względem słońca. Ruch wsteczny jego trwa jeszcze nadal, lecz prędkość jego stale maleje, a d. 30 marca staje się zerem; wówczas znajduje się on w swem *stanowisku zachodniem*. Po przejściu przez to stanowisko planeta zmienia kierunek ruchu na prosty. Punkt drogi Merkurego, w którym zaszło połączenie jego ze słońcem, znajduje się ściśle w środku pomiędzy obu stanowiskami.

Ryc. 33.

Po stanowisku zachodniem Merkury biegnie wprawdzie w tym samym kierunku co słońce, ale początkowo ma prędkość znacznie mniejszą od słońca, wskutek czego i elongacja zachodnia jego wzrasta stale aż do chwili, w której prędkość Merkurego staje się równą prędkości słońca, t. j. do dnia 15 kwietnia. Wtedy zachodzi *największa elongacja* zachodnia, która wynosi 27° 36′. Odtąd Merkury posuwa się naprzód prędzej niż słońce, i prędkość jego wzrasta nieustannie; skutkiem tego elongacja zachodnia coraz szybciej maleje, i wreszcie d. 23 maja zachodzi nowe połączenie planety ze słońcem.

W chwili tego połączenia Merkury posiada prędkość największą w kierunku prostym, więc też wyprzedza on słońce i przechodzi na stronę wschodnią względem słońca; prędkość Merkurego zmniejsza się, ale dopóki jest większą od prędkości słońca, elongacja wschodnia wzrasta. Trwa to tak długo, dopóki malejąca prędkość Merkurego nie zrówna się z prędkością słońca, co zachodzi 27 czerwca.

Wtedy elongacja jest największa i wynosi $25^0 28'$. Odtąd Merkury zbliża się do słońca ze wschodu, w pewnej chwili zatrzymuje się, rozpoczyna ruch wsteczny i t. d., jak to było wyżej opisane.

Zwrócić należy uwagę na różnicę, jaka zachodzi pomiędzy dwoma kolejnemi połączeniami Merkurego ze słońcem. Gdy słońce zbliża się do Merkurego z zachodniej strony, wtedy połączenie Merkurego przypada na środku pętlicy, którą on zakreśla ruchem wstecznym — i ruch ten wtedy jest najszybszy. Gdy zaś Merkury zbliża się do słońca ze strony zachodniej, wtedy w czasie połączenia posiada on największą prędkość w kierunku prostym. Połączenie pierwszego rodzaju nazywa się *połączeniem dolnem*, połączenie zaś drugiego rodzaju — *połączeniem górnem*. Okres czasu pomiędzy dwoma jednakowemi połączeniami planety dolnej nazywa się jej *obiegiem synodycznym*.

Komplikację stanowi okoliczność, że u tej planety największe elongacje, elongacje stanowisk oraz obiegi synodyczne nie są bynajmniej jednakowe w różnych obiegach. Za wartość tych wielkości przyjmuje się liczby średnie, z długich okresów obserwacji wyprowadzone. Jeżeli weźmiemy pod uwagę ruch Wenery, to znajdziemy zjawiska zupełnie analogiczne z tą różnicą, że elongacje stanowisk oraz największe elongacje są u tej planety większe, niż u Merkurego, a obieg synodyczny jest dłuższy.

Liczby średnie, odnoszące się do obu planet dolnych, są następujące:

Planeta	Obieg synodyczny	Ruch prosty	Ruch wsteczny	Elongacja stanowisk	Największa elongacja
Merkury	116 dni	94 dni	22 dni	15^0	28^0
Wenus	584 „	542 „	42 „	29^0	48^0

45. Planety górne. Planety górne w ruchach swych wykazują również związek ze słońcem, ale nie rzuca się on tak łatwo w oczy, jak u planet dolnych. Planety górne oddalają się od słońca na dowolną odległość, mogą się one znajdować w połączeniu, w kwadraturach i w opozycji ze słońcem. Prędkość, z którą się poruszają, jest zawsze mniejsza, aniżeli prędkość słońca, i dlatego słońce stale je wyprzedza.

Wyobraźmy sobie w pewnym punkcie nieba planetę górną, biegnącą w kierunku prostym; słońce, które biegnie w tymże kierunku szybciej, w pewnej chwili dopędza planetę. Wtedy zachodzi połączenie. Po połączeniu słońce wyprzedza planetę, która oddala się od słońca

5*

coraz bardziej na zachód. W miarę wzrastania odległości prędkość planety maleje, a więc odległość od słońca wzrasta coraz szybciej. Na pewien czas przed opozycją planeta zatrzymuje się zupełnie, aby potem rozpocząć ruch wsteczny, t. j. naprzeciw słońcu. Po tem stanowisku zachodniem wkrótce następuje opozycja, po której planeta nadal porusza się wstecznie aż do stanowiska wschodniego. Punkt opozycji planety znajduje się między jej stanowiskami na środku pętlicy, którą planeta zakreśla ruchem wstecznym.

Po opozycji wschodnia odległość planety od słońca staje się mniejszą od zachodniej; słońce więc dopędza z zachodu planetę, która od chwili stanowiska wschodniego znowu ma ruch prosty — i to coraz szybszy, ale zawsze mniej szybki niż słońce. Po pewnym czasie więc znowu słońce wyprzedza planetę, i powtarzają się zjawiska wyżej opisane. Obiegiem synodycznym planety górnej jest okres czasu, w którym powraca ona do tego samego położenia względem słońca, np. okres pomiędzy dwoma kolejnemi opozycjami.

Ryc. 34.

Dla ilustracji opisanych ruchów planety górnej podajemy na ryc. 34 część drogi Marsa, zakreśloną w czasie od d. 1 maja do d. 31 października 1907 roku. Widzimy, że w d. 6 czerwca zmienia się kierunek prosty ruchu na wsteczny; jest to stanowisko zachodnie. Ruch wsteczny trwa aż do stanowiska wschodniego w d. 9 sierpnia; pośrodku między temi datami, w d. 6 lipca, zachodzi opozycja ze słońcem. Punkt na niebie, diametralnie przeciwległy słońcu, oznaczony jest czarnem kółeczkiem.

Pętlice, które zakreślają planety górne w okresie opozycji, zdradzają uderzające podobieństwo do pętlic, zakreślanych przez planety dolne w okresie dolnego połączenia, co każe się domyślać jakiejś wspólnej przyczyny.

Biorąc pod uwagę wszystkie planety górne, widzimy, że zachodzą różnice w wielkości pętlic oraz długości obiegów synodycznych, ale charakterystyczne cechy ruchów są jednakowe. Przytaczamy liczby średnie, odnoszące się do wielkich planet górnych.

Planeta	Obieg synodyczny	Ruch wsteczny	Odległość stanowisk od punktu opozycji
Mars	780 dni	64 dni	6° 31′
Jowisz	399 „	116 „	5° 27′
Saturn	378 „	138 „	3° 6′
Uran	369.6 „	154 „	2° 10′
Neptun	367.4 „	157 „	1° 31′

46. Obieg gwiazdowy planet górnych. Różna długość obiegów synodycznych oznacza, że planety posiadają różną średnią prędkość względem gwiazd. Okres czasu, po którym planeta powraca do tych samych gwiazd, nazywa się jej *obiegiem gwiazdowym.*

Planety dolne, które tylko wykonywają wahania względem słońca, mają średnią prędkość taką samą, jak słońce, powracają one zatem do tych samych gwiazd średnio po upływie roku gwiazdowego, który jest równy ich obiegowi synodycznemu. Co do planet górnych, to oczywiście tem więcej czasu upływa do następnego połączenia takiej planety ze słońcem, im większą jest prędkość jej ruchu pośród gwiazd. Gdyby planeta była nieruchomą, obieg synodyczny równałby się gwiazdowemu. Obieg gwiazdowy planety łatwo obliczyć, znając jej obieg synodyczny.

Niech będzie p rok gwiazdowy, a P obieg gwiazdowy planety, wyrażone w dniach. Wobec tego $n = \frac{360^0}{p}$ jest to średni ruch dzienny słońca, a $N = \frac{360^0}{P}$ średni ruch dzienny planety. Gdyby N było znane, to możnaby też znaleźć $P = \frac{360^0}{N}$. Słońce porusza się prędzej niż planeta, a różnica n—N przedstawia łuk, o który średnio słońce wyprzedza planetę na dzień. Ponieważ planeta powraca do tego samego położenia

względem słońca, gdy słońce wyprzedzi ją o cały obwód koła, t. j. o 360^0, więc obieg synodyczny planety wynosi

$$Q = \frac{360^0}{n - N} \text{ dni.}$$

Ten okres Q jest znany ze spostrzeżeń, a więc znany też jest iloraz $\frac{360^0}{Q} = n - N = N_1$.

Stąd wypływa wartość $N = n - N_1$, potrzebna do wyznaczenia P. Tak np. dla Marsa mamy w przybliżeniu:

$$p = 365 \text{ d.}, \quad Q = 780 \text{ d.}$$

$$n = \frac{360^0}{365} = 0^0.986, \quad N_1 = \frac{360^0}{780} = 0^0.462, \quad N = 0^0.524,$$

$$P = \frac{360^0}{0^0.524} = 687 \text{ d.}$$

W ten sposób otrzymuje się następujące obiegi gwiazdowe wielkich planet górnych: Marsa 687 d., Jowisza 4333 d., Saturna 10759 d., Urana 30671 d., Neptuna 60193 d.

47. Widzialność planet. W związku z charakterem ruchów planet znajduje się ich widzialność nad poziomem danego miejsca obserwacji. Planety dolne zawsze znajdują się w pobliżu słońca, a że mogą być widziane tylko wtedy, gdy słońce znajduje się pod poziomem, więc stosunkowo krótko mogą być obserwowane, i tem krócej, im mniejsza jest elongacja. Gdy elongacja jest zachodnia, to planeta wschodzi wcześniej niż słońce, a zatem na wschodniem niebie może być obserwowana krótki czas przed wschodem słońca, o świcie zaś ginie w jego promieniach. Gdy elongacja jest wschodnia, słońce zachodzi wcześniej niż planeta, która zatem może być obserwowana po zachodzie słońca na zachodniem niebie aż do chwili, gdy sama zachodzi.

W najniekorzystniejszych warunkach dla spostrzeżeń znajduje się Merkury, gdyż nawet w czasie największej elongacji (p. tabelka w ustępie 44) jest on tak blisko słońca, iż co najwyżej $1\,^1/_2$ godz. przed niem wschodzić, albo po niem zachodzić może. Ale ponieważ jeszcze dosyć długo przed wschodem słońca i równie długo po zachodzie słońca trwa świt, względnie zmierzch, więc tylko na tle stosunkowo jasnem Merkury widzialny bywa; a że przytem znajduje się zawsze bardzo blisko horyzontu, gdzie powietrze jest najmniej przeźroczyste, więc dostrzec go można tylko z trudnością.

Największa elongacja Wenery jest znacznie większa niż Merkurego, wskutek czego widzialność jej przed wschodem słońca, lub też po zachodzie słońca trwać może przeszło 4 godziny. Zwraca ona też powszechną uwagę, gdy jako *jutrzenka* jasno świeci na porannem

niebie, albo gdy jako *gwiazda wieczorna* ukazuje się po zachodzie słońca. Zresztą z powodu silnego blasku można ją dostrzec nawet w dzień, gdy jej położenie na niebie jest wiadome.

Planety górne również tem krócej są widzialne, im bliżej słońca się znajdują. Ale mogą one oddalać się dowolnie daleko od słońca, a więc świecić też przez całą noc. Najdogodniej je obserwować w epokach, bliskich opozycji, gdyż wschodzą one wtedy jednocześnie z zachodem słońca, a górują około północy. Takie korzystne położenie powtarza się w okresie obiegu synodycznego planety i, jak widać z zestawienia w ust. 45, np. dla Marsa mniej więcej co 26 miesięcy, dla Jowisza co 13 miesięcy i t. d.

48. Układ Ptolemeusza i Kopernika. Wyjaśnienie ruchów planet przez długie wieki było najtrudniejszem zadaniem astronomji, dopóki ruchy te uważano w całości za ruchy planet. Pomimo to udało się astronomowi Ptolemeuszowi w II wieku po n. Chr. ująć wszystkie te ruchy w jeden system, który w przybliżeniu czynił zadość spostrzeżeniom. Ale był to system bardzo sztuczny, gdyż opierał się na założeniu, że każda planeta, do których też zaliczone było słońce, porusza się po kole, którego środek biegnie znowu po innem kole dokoła ziemi. Ziemia więc była uważana za wspólny środek wszystkich ruchów, t. j. układ Ptolemeusza był *geocentryczny*.

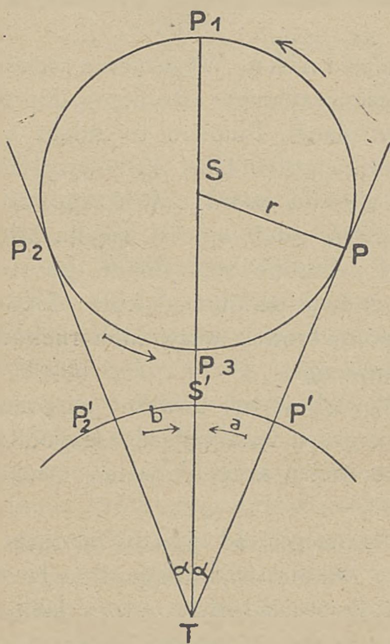
Układ Ptolemeusza przez 13 wieków był uważany za prawdziwy, pomimo coraz bardziej z biegiem czasu występującej niezgodności spostrzeżeń z rachunkiem oraz konieczności komplikowania mechanizmu ruchu coraz nowemi dodatkami.

Dopiero Kopernik odważył się odstąpić od zasady nieruchomości ziemi. Przyjmując jej ruch wirowy dokoła osi, osiągnął nadzwyczaj proste wyjaśnienie tak cudownego obrotu dziennego sfery niebieskiej, przyjmując zaś ruch ziemi dokoła słońca i czyniąc je też środkiem ruchu wszystkich planet, wyjaśnił z ogromną prostotą tak napozór dziwaczne ruchy planet pośród gwiazd na sklepieniu niebieskiem.

Pogląd Kopernika jest następujący. Słońce jest nieruchome, a ziemia biegnie dokoła słońca po kole. Planety również biegną dokoła słońca po kołach: planety dolne po kołach mniejszych, niż droga ziemi, planety górne — po większych, a prędkość ruchu planety w jej drodze jest tem mniejsza, im dalej planeta znajduje się od słońca. Ruchy planet na niebie, jako widziane z ruchomej ziemi, przedstawiają wypadkową ich ruchów rzeczywistych i ruchów paralaktycznych. Składowa paralaktyczna, pochodząca od ruchu ziemi, czyniła wyjaśnienie ruchów planet tak trudnem; wszystkie trudności ustępują, gdy ruch paralaktyczny zostaje uwzględniony.

Pogląd Kopernika poparty został w czasach późniejszych mnóstwem dowodów, i dziś prawdziwość jego nie ulega wątpliwości. Ponieważ środkiem ruchów w układzie Kopernika jest słońce, więc jest to układ *heljocentryczny*.

49. Wyjaśnienie ruchu planet dolnych. Niechaj w S (ryc. 35) znajduje się słońce, dokoła którego po kole o promieniu r biegnie planeta P w kierunku prostym, wskazanym przez strzałki. W płaszczyźnie tegoż koła w punkcie T niechaj znajduje się ziemia, którą uważamy za nieruchomą. Niechaj dalej łuk $P'P_2'$ będzie częścią koła, według którego płaszczyzna ruchu planety przecina się ze sklepieniem niebieskiem; na tem kole więc zawsze widzialna jest planeta w czasie swego ruchu w punkcie, w którym przecina je prosta, poprowadzona od punktu T do planety.



Ryc. 35.

Gdy planeta znajduje się w punktach P i P_2, w których prosta, poprowadzona z T, jest styczną do drogi planety, wówczas kierunek ku planecie (TP, TP_2) najbardziej odchylony jest od kierunku ku słońcu (TS), t. j. w tych chwilach zachodzi największa elongacja zachodnia i wschodnia. Niechaj będzie odległość ziemi od słońca $ST = R$, a największa elongacja, t. j. $\sphericalangle STP = \sphericalangle STP_2$ niech będzie α, to z trójkąta PST, prostokątnego przy P, wynika

$$\sin \alpha = \frac{r}{R}.$$

Gdy planeta znajduje się w P, widzialną jest ona na sklepieniu niebieskiem w punkcie P'. Biegnąc w kierunku strzałki w swej drodze od P przez P_1 do P_2, zakreśla ona pozornie na sklepieniu niebieskiem łuk $P'\ P'_2$ w kierunku strzałki *a*, t. j. prostym. Gdy zaś dalej biegnie od P_2 przez P_3 do P, zakreśla ona pozornie na niebie łuk $P_1'P'$ w kierunku strzałki *b*, t. j. wstecznym. Znajdując się w punktach P_1 i P_3, planeta widzialna jest na niebie w punkcie S', w którym też widzialne jest słońce, t. j. znajduje się ona w połączeniu ze słońcem. Gdy planeta przechodzi przez P_1, posiada ona w chwili połączenia na niebie kieru-

nek prosty, gdy zaś przechodzi przez P_3, kierunek jej ruchu w chwili połączenia jest wsteczny. Prędkość ruchu dla obserwatora w T wydaje się tem większą, im większym jest kąt, który kierunek ruchu tworzy z prostą, łączącą ziemię z planetą. Największą wyda się ta prędkość, gdy kierunek ruchu planety jest prostopadły do kierunku ku planecie. Zachodzi to wtedy, gdy planeta znajduje się w połączeniu ze słońcem; mianowicie najprędszym wydałby się ruch prosty w położeniu planety P_1, a w położeniu P_3 najprędszym wydałby się ruch wsteczny. Pierwsze z tych położeń odpowiada połączeniu górnemu, drugie dolnemu. Najmniejszą, a mianowicie równą zeru, wydaje się prędkość planety wtedy, gdy kierunek jej ruchu schodzi się z kierunkiem, w którym jest widzialna; zachodzi to wówczas, gdy planeta znajduje się w punktach P_1 i P_2, t. j. w największych elongacjach.

Widzimy więc, że przy założeniach powyższych ruch planety na niebie przedstawiałby się jako wahanie planety względem słońca, zajmującego środek łuku $P'P_2'$, przyczem prędkość ruchu, największa w punkcie S', malałaby do zera w miarę zbliżania się do krańcowych położeń P' i P_2'.

W rzeczywistości ziemia nie jest nieruchomą, skutkiem czego słońce posiada prosty ruch paralaktyczny na niebie. Prędkość obserwowana planety jest więc wypadkową rzutu na sklepienie niebieskie jej własnej prędkości w drodze dokoła słońca, oraz prędkości słońca. Prędkość ta, gdy planeta znajduje się w P_1, przedstawia się dla obserwatora w T jako suma własnej prędkości planety i prędkości słońca, jest więc największą w kierunku prostym. Gdy saś planeta znajduje się w P_3, prędkość jej, obserwowana z T, jest różnicą prędkości słońca i planety, a więc najmniejszą.

Jeżeli w pewnych momentach zachodzić ma zmiana ruchu prostego na wsteczny, to różnica prędkości słońca i planety musi się stać ujemną, a więc prędkość planety musi być większą od prędkości słońca (właściwie ziemi). W chwilach, gdy zmienia się kierunek ruchu, zachodzą stanowiska.

Gdyby ziemia była nieruchomą, stanowiska schodziłyby się z największemi elongacjami, w których rzut prędkości planety na sklepieniu niebieskiem jest zerem. Ponieważ ziemia jest ruchomą, więc w tych momentach pozorna prędkość planety jest taką samą, jak pozorna prędkość słońca. Aby planeta wydawała się nieruchomą, rzut jej prędkości na niebie musi być równy prędkości słońca, a kierunek ruchu wsteczny. Rzut prędkości planety na sklepieniu niebieskiem jest mniejszy (lub co najwyżej równy) prędkości planety w jej drodze. Aby więc ten rzut miał wartość równą pozornej prędkości słońca, a rzeczywistej

prędkości ziemi, to prędkość planety musi być większą od prędkości ziemi. To jest zatem warunek konieczny, aby planeta dolna mogła zmienić kierunek prosty ruchu na wsteczny, i odwrotnie.

Gdy warunek ten jest spełniony, wschodnie stanowisko zachodzi na pewien czas przed dolnem połączeniem, gdy rzut prędkości planety wzrastając, staje się równym prędkości słońca, a stanowisko zachodnie tyleż czasu po połączeniu dolnem, gdy rzut ten staje się równym prędkości słońca, malejąc.

Dla większej prostoty przyjęliśmy, że ziemia porusza się w tej samej płaszczyźnie, co planeta, i że droga tej ostatniej jest kołem. Gdybyśmy przyjęli, że płaszczyzny dróg są do siebie nachylone, to zamiast łuku wielkiego koła, przechodzącego przez słońce, otrzymalibyśmy jako drogę pozorną planety na niebie linję krzywą, podobną do tej, którą przedstawia ryc. 33. Zmienna wielkość największych elongacyj w różnych okresach synodycznych świadczyłaby o tem, że droga planety nie jest kołem, lecz krzywą, której punkty są raz mniej, raz więcej odległe od słońca. Przyjmując więc pewne nachylenie płaszczyzn ruchu planet i ziemi oraz postać dróg planet, nieco różną od kół, możemy powiedzieć, że planety dolne są to ciała, które krążą dokoła słońca i znajdują się bliżej słońca, niż ziemia. Obiegają one dokoła słońca w okresach krótszych i z większą prędkością, niż ziemia, i znajdują się kolejno w połączeniu górnem ze słońcem, gdy przypadają względem słońca po przeciwnej stronie niż ziemia, oraz w połączeniu dolnem, gdy znajdują się między ziemią a słońcem.

Gdy obieg synodyczny planety dolnej jest znany, można okres jej obiegu dokoła słońca obliczyć tak samo, jak się oblicza obieg gwiazdowy planety górnej na podstawie synodycznego (ust. 46). Z rachunku wynika okres obiegu dokoła słońca dla Merkurego 88 dni, dla Wenery 225 dni.

50. Wyjaśnienie ruchu planet górnych. Możemy sobie łatwo uprzytomnić z pomocą ryc. 35, w jaki sposób przedstawia się ruch ziemi dla spostrzegacza, znajdującego się na planecie dolnej. Gdy planeta znajduje się dla ziemi w połączeniu górnem ze słońcem w P_1, ziemia T znajduje się dla planety w połączeniu ze słońcem S. Gdy zaś planeta znajduje się dla ziemi w połączeniu dolnem ze słońcem, t. j. w P_3, ziemia dla planety jest w opozycji ze słońcem. Prędkość i kierunek ziemi, widzianej z planety, zawsze być muszą takie same, jak prędkość i kierunek planety, widzianej z ziemi. Póki więc dla ziemi planeta ma ruch prosty, także i odwrotnie ziemia, widziana z planety, ma ruch prosty. Stanowiska i ruch wsteczny posiada planeta dla ziemi w przeciągu czasu, którego środkiem jest połączenie dolne; a więc stano-

wiska i ruch wsteczny dla planety musi posiadać ziemia w przeciągu czasu, którego środkiem jest opozycja ziemi ze słońcem.

Widzimy, że widziany z planet dolnych ruch ziemi okazywać musi zjawiska, całkiem podobne do tych, które poznaliśmy u planet górnych, czyli, że te ostatnie znajdują się w takim samym stosunku do ziemi, w jakim ziemia znajduje się do planet dolnych. Innemi słowy, zjawiska ruchu planet górnych całkowicie dadzą się wyjaśnić, jeśli przyjmiemy, że są to ciała, krążące dokoła słońca w większych odległościach od słońca, niż ziemia — i z mniejszą od niej prędkością.

Pomiędzy odległością stanowisk od punktu opozycji a odległością planety od słońca zachodzi ścisła zależność, która pozwala wyznaczyć w przybliżeniu stosunkowe odległości planet od słońca. Biorąc odległość ziemi od słońca za jednostkę, otrzymujemy odległości planet od słońca takie, jakie zawiera niżej załączona tabelka. Obok tych odległości podane są w niej okresy obiegu dokoła słońca, które dla planet górnych są prawie jednoznaczne z ich obiegami gwiazdowemi, poprzednio przytoczonemi. Znaczenie dwóch ostatnich kolumn tabelki wyjaśnia ustęp następny.

Planeta	Średnia odległość od słońca	Okres obiegu		O^3	P^2
Merkury	0.387	88.0 d. =	0.241 lat	0.058	0.058
Wenus	0.723	224.7 „ =	0,615 „	0.378	0.378
Ziemia	1.0	365.25 „ =	1.0 „	1.0	1.0
Mars	1.524	687.0 „ =	1.881 „	3.54	3.54
Jowisz	5.203	4383 „ =	11.862 „	141.7	141.7
Saturn	9.539	10759 „ =	29.458 „	868	868
Uran	19.191	30671 „ =	80.015 „	7060	7060
Neptun	30.071	60193 „ =	164.788 „	27200	27200

Liczby powyższe wystarczają do zrozumienia niektórych wniosków, do których na ich podstawie doszedł Kepler.

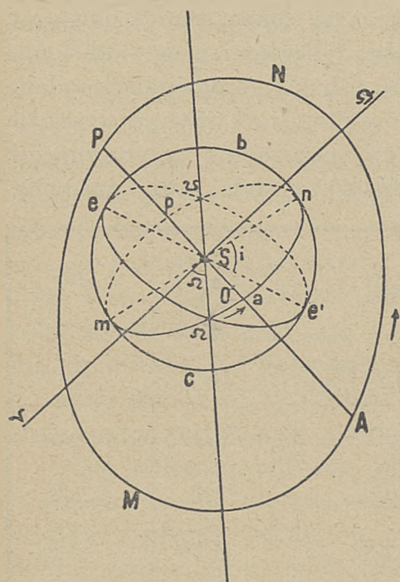
51. Prawa Keplera. W ustępach 33—35 wykazaliśmy, że ziemia biegnie dokoła słońca po elipsie, w której jednem ognisku znajduje się słońce, ze stałą prędkością wycinkową.

Twierdzenia te, które dla ziemi wyprowadzają się ze związku pomiędzy prędkością pozornego ruchu słońca a wielkością kątową jego tarczy, odnoszą się do wszystkich planet. Wykrycie ich zawdzięczamy Keplerowi, który wyniki swych wieloletnich badań ujął w 3 następujące prawa, noszące nazwę *praw Keplera*.

I prawo. *Planety biegną dokoła słońca po elipsach, mających jedno ognisko wspólne, w którem znajduje się słońce.*

II prawo. *Pola, zakreślane przez promień wodzący planety w równych czasach, są sobie równe.*

III prawo. *Sześciany średnich odległości planet od słońca mają się do siebie tak, jak kwadraty okresów obiegu.*



Ryc. 36.

To ostatnie prawo można łatwo sprawdzić zapomocą liczb, umieszczonych w poprzedniej tabelce. Sześciany średnich odległości podane są w kolumnie O^3, a kwadraty okresów obiegu w kolumnie P^2. Widzimy, że liczby w obu kolumnach są jednakowe. Równość liczb obu kolumn wynika z wyboru jednostek; przy jakimkolwiek innym wyborze jednostek zachodziłaby proporcjonalność liczb obu kolumn.

Prawa Keplera mają dla nauki olbrzymie znaczenie, gdyż wyrażają one w zwięzłej postaci wyniki spostrzeżeń nader skomplikowanych ruchów planet.

Pierwsze prawo Keplera powiada, że drogi planet są elipsami, a obserwacje dają materjał do wyznaczenia kształtu i położenia tych elips; gdy te są znane, można na podstawie dwóch pozostałych praw Keplera wyznaczyć dla każdej chwili punkt na niebie, w którym planeta jest widzialna z ziemi.

52. Elementy dróg planetarnych. Niechaj na ryc. 36 będzie w S słońce, z którego sklepienie niebieskie przedstawia się w postaci kuli ebe'c; koło e☊e'☋ niechaj będzie kołem przecięcia sklepienia niebieskiego z płaszczyzną ekliptyki, a prosta ♈♎ niechaj wskazuje kierunek linji równonocy. Elipsa PMAN, której jedno ognisko S zajmuje słońce, a środek znajduje się w O, przedstawia (w rzucie na płaszczyznę

rysunku) drogę planety, której wielka oś niechaj ma kierunek PA; P jest punktem przysłonecznym, A — punktem odsłonecznym drogi. Płaszczyzna tej drogi przecina się ze sklepieniem niebieskiem według wielkiego koła ☊a☋p, a z płaszczyzną ekliptyki według prostej ☊☋.

Koło ☊a☋p jest pozorną drogą planety na niebie, widzianej ze środka słońca. Punkt ☊, w którm planeta przechodzi na północ od ekliptyki, nazywa się *węzłem wstępującym* drogi, punkt ☊ *węzłem zstępującym*, a prosta ☊☋ nazywa się *linją węzłów*. Ruch planety jest prosty, gdy odbywa się w kierunku strzałki.

Do całkowitego określenia drogi i ruchu planety służą następujące wielkości, czyli t. zw. *elementy* drogi:

1. Kąt e′Sn = i określa *nachylenie* płaszczyzny drogi planety względem płaszczyzny ekliptyki.

2. Kąt ♈S☊ = ☊ określa *długość* (astronomiczną) *węzła wstępującego.*

Powyższe 2 elementy określają położenie płaszczyzny drogi planety w przestrzeni.

3. Kąt ω = ♈S☊ + ☊SP, zwany *długością punktu przysłonecznego*, określa położenie wielkiej osi drogi w jej płaszczyźnie, a więc i położenie samej elipsy.

4. $OP = \frac{SP + SA}{2} = a$ jest długością linjową połowy wielkiej osi. Jeżeli wyrazimy element ten w jednostkach planetarnych, to określa on rozmiary drogi planety w stosunku do drogi ziemi; równa się on zarazem średniej odległości planety od słońca.

5. Stosunek $\frac{OS}{OP} = e$ nazywa się *mimośrodem* drogi; określa on kształt elipsy.

6. Czas przejścia planety przez punkt przysłoneczny jest elementem, który pozwala w połączeniu z innemi elementami dla dowolnego czasu określić położenie planety w przestrzeni, a w połączeniu z elementami drogi ziemskiej także wyznaczyć spółrzędne geocentryczne planety.

Element ten często bywa zastępowany przez t. zw. *anomalję średnią* w danej chwili. Tak nazywa się łuk, o który odległą byłaby planeta od punktu przysłonecznego w tej chwili, gdyby biegła ze swoją *średnią prędkością*. Gdy P oznacza okres obiegu planety dokoła słońca, wyrażony w dniach, to średnią dzienną prędkością planety jest $n = \frac{360^0}{P}$.

ROZDZIAŁ VII.

Ciążenie powszechne.

---

53. **Prawo Newtona.** Prawa Keplera, które w trzy krótkie zdania ujmują najistotniejsze cechy ruchu planet, nie są jeszcze ostatecznem uogólnieniem. Zresztą, jak się to przy coraz wzrastającej dokładności spostrzeżeń pokazało, odpowiadają one rzeczywistości tylko w przybliżeniu. Odchylenia ruchów planet od prawidłowości, wyrażonej przez prawa Keplera, są bardzo nieznaczne, ale też bardzo skomplikowane i nie mogą być ujęte w jakieś proste schematy.

Z głębszych jednakże dociekań nad przyczyną ruchów planet wogóle okazało się, że tak samo wielkie i szybkie ruchy, ujęte w prawa Keplera, jak i drobne, skomplikowane odchylenia ruchów od tych praw, mają jedną wspólną przyczynę. Istnieje prawo jeszcze ogólniejsze, z którego wypływają, jako wnioski dalsze, nietylko prawa Keplera, ale też wszystkie ruchy, które z prawami Keplera znajdują się w niezgodzie. Co więcej, ogólne to prawo odnosi się nietylko do naszego specjalnego układu słonecznego, ale obejmuje cały wszechświat materjalny. Prawo to zostało odkryte przez Newtona.

Odkrycie Kopernika, samo przez się nadzwyczaj doniosłe, głównie ze względu na dokonany przez nie przewrót w poglądzie na stanowisko ziemi w układzie słonecznym, utorowało drogę Keplerowi do wykrycia jego praw. Tych zaś największa doniosłość polega na tem, że były podstawą do wykrycia prawa Newtona. Poznanie tego prawa należy uważać za jedną z największych zdobyczy umysłu ludzkiego; równego co do powszechności prawa nauka dotychczas nie posiada.

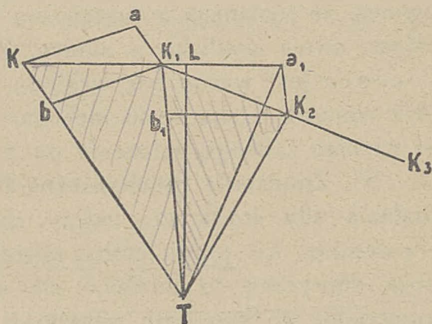
Prawo Newtona wyraża się w sposób następujący:

Dwie cząstki materjalne, znajdujące się w jakiejkolwiek odległości od siebie, przyciągają się wzajemnie siłą, proporcjonalną do ich mas i odwrotnie proporcjonalną do kwadratu ich odległości.

54. **Znaczenie mechaniczne 2-go prawa Keplera.** Newton, zastanawiając się nad spadaniem ciał, doszedł do wniosku, że spadają one tak, jak gdyby je ziemia przyciągała. Siłę tę, powodującą spadanie ciał na ziemię, nazwał Newton *siłą ciężkości.* Przyjmując, że siedliskiem tej siły jest środek ziemi i że działa ona na powierzchni ziemi zawsze z jednakowem natężeniem, przekonał się on, że z tem założeniem zgadzają się wszystkie poprzednio poznane (odkryte głównie przez Galileusza) prawa spadania ciał.

Wywnioskował on dalej, że jeżeli siła ciężkości działa na ciała,

znajdujące się na powierzchni ziemi, to prawdopodobnie działanie tej siły sięga i dalej, naprzykład do księżyca. Jednakowoż księżyc nie spada na ziemię, tylko zakreśla dokoła niej drogę eliptyczną. Według zasady bezwładności ciało, które znajduje się w ruchu, może zmienić kierunek ruchu tylko pod działaniem jakiejś siły. Księżyc, biegnąc po linji krzywej, zmienia nieprzerwanie kierunek ruchu, gdyż kierunek ten w każdej chwili określony jest przez styczną do drogi w tem miejscu, w którem się on wtedy znajduje. Księżyc więc znajduje się ustawicznie pod działaniem jakiejś siły; gdyby siła ta w pewnej chwili przestała działać, księżyc pomknąłby w kierunku stycznej. Newton wywnioskował, że tą siłą, pod której działaniem stale pozostaje księżyc, jest właśnie siła cieżkości, że zatem droga jego jest zawsze wypadkową jego ruchu po stycznej i spadania w kierunku środka ziemi.



Ryc. 37.

Jeżeli przyczyną obiegu księżyca dokoła ziemi jest siła ciężkości, która działa w kierunku środka ziemi, to w każdej chwili na księżyc działa ona w kierunku promienia wodzącego.

Niechaj będzie (ryc. 37) T ziemia, K księżyc w pewnej chwili, Ka droga, którąby przebył księżyc w sekundzie wskutek bezwładności w kierunku stycznej do jego drogi w punkcie K, gdyby nie działała nań siła ciężkości. Ale na K działa siła w kierunku KT i niech będzie Kb droga, którąby przebył księżyc w sekundzie pod działaniem tej siły jedynie. W rzeczywistości księżyc podlega obu tym ruchom jednocześnie, skutkiem czego, zgodnie z zasadą równoległoboku ruchów przesunie się on po przekątni KK_1. Z punktu K_1 znowu skutkiem bezwładności księżyc przebiegłby w ciągu następnej sekundy drogę $K_1a_1 = KK_1$, a pod działaniem siły ciężkości przebyłby w kierunku K_1T drogę $K_1b_1 = Kb$; według zasady równoległoboku ruchów w końcu następnej sekundy znajdzie się więc księżyc w punkcie K_2.

W pierwszej sekundzie promień wodzący zakreślił pole KTK_1, w drugiej zaś K_1TK_2. Łatwo udowodnić, że pola tych trójkątów są sobie równe. Mianowicie trójkąty K_1Ta_1 i K_1TK_2 są równoważne, ponieważ ich wierzchołki a_1 i K_2 leżą na prostej K_2a_1, równoległej do wspólnej podstawy K_1T. Że zaś dalej trójkąty KTK_1 i K_1Ta_1 mają równe podstawy $KK_1 = K_1a_1$ oraz wspólną wysokość, którą jest prostopadła TL, poprowadzona z T do prostej Ka_1, więc i te trójkąty mają równe pola. Wynika stąd równość pól trójkątów KTK_1 i K_1TK_2.

W ten sam sposób udowodnić można, że i pola, zakreślane przez promień wodzący w następnych sekundach, są zawsze sobie równe. Dowód powyższy niezależny jest od obranej jednostki czasu. Gdy więc obierzemy

jednostkę tak małą, że odcinki KK_1, K_1K_2 i t. d. zredukują się do punktów, które utworzą ciągłą linję krzywą, to pola, zawarte pomiędzy dwoma promieniami wodzącemi, będą proporcjonalne do czasu, w ciągu którego zostały zakreślone. Znaczy to, że pod działaniem siły, działającej w kierunku TK, punkt K biegnie po pewnej krzywej ze stałą prędkością wycinkową. Wynik więc, do którego doszliśmy, jest następujący:

Jeżeli księżyc biegnie dokoła ziemi pod działaniem siły, mającej siedlisko w środku ziemi, to ruch księżyca czynić musi zadość drugiemu prawu Keplera. Ale i odwrotnie, ponieważ dla ruchu księżyca ważnem jest drugie prawo Keplera, wypływa stąd, iż znajduje się on pod działaniem siły, mającej siedlisko w środku ziemi,

W ogólności siła, działając w kierunku promienia wodzącego, nazywa się *siłą środkową* czyli *centralną*. Z drugiego prawa Keplera wynika zatem również, że i planety poruszają się pod działaniem siły centralnej, t. j, mającej swoje siedlisko w słońcu. Zresztą, jak widzimy, drugie prawo Keplera jest ważne bez względu na sposób działania siły centralnej, gdyż wniosek o znaczeniu mechanicznem tego prawa wyprowadziliśmy, nie czyniąc żadnego założenia co do natężenia siły działającej.

55. Znaczenie mechaniczne 1-go prawu Keplera. Od sposobu działania siły środkowej zależy charakter drogi. Newton wykazał teoretycznie, że jeżeli ciało zakreśla pod działaniem siły środkowej drogę eliptyczną, to natężenie siły środkowej musi być odwrotnie proporcjonalne do kwadratu odległości.

Jeżeli tą siłą środkową jest siła ciężkości, to ruch księżyca daje możność sprawdzenia, że w istocie natężenie siły ciężkości zmienia się zgodnie z wnioskiem teoretycznym Newtona.

Wystarczy w tym celu stosować rachunek przybliżony. Uważamy ziemię za kulę o promieniu 1, a drogę księżyca za koło o promieniu r. Niechaj dalej będzie P okres obiegu księżyca dokoła ziemi, a — droga ciała, spadającego w pierwszej sekundzie na powierzchni ziemi, t. j. w odległości, równej 1, a_1 odpowiednia droga w odległości księżyca. Drogi, przebyte w pierwszej sekundzie, są proporcjonalne do natężenia działającej siły. Według wniosku Newtona powinno więc być $a_1 = \frac{a}{r^2}$, jeżeli siła ciężkości jest tą siłą centralną, pod której działaniem księżyc zakreśla swoją drogę eliptyczną dokoła ziemi.

Niechaj na ryc. 38 punkt T oznacza środek ziemi, a koło, zakreślone dokoła T, — drogę księżyca, na której w pewnym momencie znajduje się księżyc w K. Dalej niech łuk KK_1 przedstawia drogę, przebytą przez księżyc w sekundzie; drogę tę ze względu na jej krótkość możemy utożsamić z cięciwą KK_1. Rozłóżmy tę drogę na dwie składowe Ka i Kb; pierwsza z nich, przypadająca w kierunku stycznej do koła w punkcie K, przedstawia drogę, którąby przebył księżyc w sekundzie mocą bezwładności, druga zaś — drogę, którąby przebył księżyc w sekundzie pod działaniem samego przyciągania

ziemi. Ta droga Kb winna równać się a_1, jeżeli siła, przyciągająca księżyc, jest identyczna z siłą ciężkości. Postarajmy się obliczyć długość składowej Kb.

W tym celu prowadzimy średnicę KC i łączymy punkt C z K_1 linją prostą CK_1. W trójkącie KCK_1 kąt przy K_1 jest prosty, jako wspierający się na średnicy, kąt zaś przy C jest równy kątowi KK_1b, ponieważ ramiona tych kątów są wzajem do siebie prostopadłe. Stąd wynika podobieństwo trójkątów prostokątnych KK_1C i KK_1b, oraz proporcja:

$$Kb : KK_1 = KK_1 : KC,$$

z której otrzymujemy

$$Kb = \frac{KK_1^2}{KC}.$$

Długość drogi księżyca, uważanej za koło, jest $2\pi r$, a KK_1 jest to droga, przebyta w sekundzie. Jeżeli okres obiegu księżyca dokoła ziemi P wyrazimy w sekundach, to $KK_1 = \frac{2\pi r}{P}$. Wreszcie ponieważ $KC = 2r$, więc

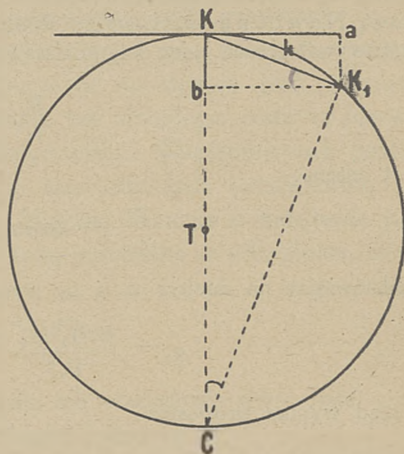
$$Kb = \frac{4\pi^2 r^2}{2rP^2} = \frac{2\pi^2 r}{P^2}.$$

Jeżeli w istocie jest $Kb = a_1 = \frac{a}{r^2}$, to musi być:

$$\frac{a}{r^2} = \frac{2\pi^2 r}{P^2}, \text{ albo } r = \sqrt[3]{\frac{aP^2}{2\pi^2}}.$$

Podstawiając w tym wzorze P = 2360592 sek. (ust. 37), oraz wyrażając $a = \frac{1}{2} g = 4.9$ m (ust. 19) jako ułamek promienia ziemskiego (ust. 64), otrzymamy wartość przybliżoną

$$r = 60.1.$$



Ryc. 38.

Ponieważ odległość księżyca od środka ziemi w istocie równa się średnio 60.3 promieniom ziemskim (ust. 67), więc zgodność z powyższą wartością r jest dowodem, że działanie siły ciężkości maleje proporcjonalnie do kwadratu odległości i że ruch księżyca jest takim samym objawem działania tej siły, jak spadanie ciał na ziemi.

Uogólniając powyższy wniosek na planety, możemy powiedzieć, że słońce jest również siedliskiem siły przyciągającej, odwrotnie proporcjonalnej do kwadratu odległości, a więc identycznej z siłą ciężkości.

Jeżeli ruch planet po elipsach prowadzi do wniosku powyższego, to wniosek odwrotny jest obszerniejszy. Mianowicie, można udowodnić, że jeżeli ruch ciała odbywa się pod działaniem siły, której natężenie jest odwrotnie proporcjonalne do kwadratu odległości, to droga jego niekoniecznie musi być elipsą, lecz będzie jednem z trzech przecięć stożkowych, t. j. elipsą, parabolą lub hiperbolą. W istocie drogi paraboliczne i hiperboliczne zostały stwierdzone u niektórych komet, a więc i te ciała niebieskie poruszają się zgodnie z prawem Newtona.

56. Znaczenie mechaniczne 3-go prawa Keplera. Miarą natężenia siły, działającej na jakieś ciało, jest iloczyn masy tego ciała i jego przyśpieszenia. Weźmy pod uwagę 2 planety, których odległości od słońca są r_1 i r_2, okresy obiegu P_1 i P_2, masy m_1 i m_2, a drogi, któreby przebiegały w pierwszej sekundzie pod działaniem słońca, a_1 i a_2. Obliczając a_1 i a_2 podobnie, jak to zrobiliśmy dla księżyca w ustępie poprzednim, mamy

$$a_1 = \frac{2\pi^2 r_1}{P_1^2}, \quad a_2 = \frac{2\pi^2 r_2}{P_2^2}.$$

Jak wiadomo z mechaniki, przyśpieszenie na sekundę jest 2 razy większe, niż powyższe drogi, wynosi zatem odpowiednio dla obu planet $2a_1$ i $2a_2$; natężenie więc działających na te planety sił wyrazi się jako $2a_1 m_1$ i $2a_2 m_2$.

Przypuśćmy na chwilę, że obie planety znajdują się w jednakowej odległości od słońca, równej jedności, i oznaczmy natężenie przyciągania słonecznego na każdą z nich w tej odległości odpowiednio przez g_1 i g_2. Ponieważ w istocie znajdują się one w odległościach r_1 i r_2 od słońca, a według prawa Newtona przyciąganie słońca jest odwrotnie proporcjonalne do kwadratów odległości, więc siły, działające na nie, są odpowiednio

$$\frac{g_1}{r_1^2} \text{ i } \frac{g_2}{r_2^2}.$$

Jest zatem:

$$\frac{g_1}{r_1^2} = 2a_1 m_1, \quad \frac{g_2}{r_2^2} = 2a_2 m_2.$$

Podstawiając na miejsce a_1 i a_2 wyżej podane wartości, otrzymuje się:

$$g_1 = \frac{4\pi^2 r_1^3 m_1}{P_1^2}, \quad g_2 = \frac{4\pi^2 r_2^3 m_2}{P_2^2},$$

a stąd wynika proporcja:

$$g_1 : g_2 = m_1 \cdot \frac{r_1^3}{P_1^2} : m_2 \cdot \frac{r_2^3}{P_2^2}.$$

Według 3-go prawa Keplera jest $\frac{r_1^3}{P_1^2} = \frac{r_2^3}{P_2^2}$; a więc, gdy ogólnie przez r oznaczymy odległość planety od słońca, a przez P jej okres obiegu,

to $\frac{r^3}{P^2}$ jest ilością stałą dla całego układu słonecznego. Upraszczając więc proporcję, otrzymujemy:

$$g_1 : g_2 = m_1 : m_2.$$

Wynik ten ma znaczenie następujące:

Z 3-go prawa Keplera wynika, że słońce przyciąga dwa ciała, znajdujące się w jednakowej odległości od niego, których masy są różne, siłą, proporcjonalną do tych mas.

57. Ciążenie powszechne. W sposób podobny, jak siła przyciągająca słońca na planety, objawia się też siła przyciągająca planet. Sprawdzić to można w tych wypadkach, gdy planeta posiada księżyc, jak np. ziemia, albo też większą ich liczbę. Jeżeli planeta posiada tylko jeden księżyc, to obserwacja stwierdza, że ruch jego odbywa się zgodnie z 1-em i 2-iem prawem Keplera; gdy zaś planeta posiada więcej niż jeden księżyc, to w takich układach pomiędzy odległościami księżyców od planety a okresami ich obiegu zachodzi również zależność, wyrażona przez 3-cie prawo Keplera.

Newton ścisłem rozumowaniem doszedł do wniosku zupełnie ogólnego że, podobnie jak ziemia, słońce i planety, tak samo i wszystkie inne ciała materjalne obdarzone są siłą przyciągającą, która w istocie swej jest identyczna z siłą ciężkości ziemi. Siłę tę nazwał Newton *ciążeniem powszechnem* czyli *grawitacją;* skutkiem tego prawo Newtona nazywa się też prawem ciążenia powszechnego czyli grawitacji.

Wyobraźmy sobie 2 ciała o masach m_1 i m_2, których wzajemna odległość jest r. Działanie pierwszego ciała na drugie jest proporcjonalne do masy drugiego ciała, działanie zaś drugiego ciała na pierwsze jest proporcjonalne do masy pierwszego ciała. Wzajemne zaś przyciąganie obu ciał jest proporcjonalne do mas obu ciał i odwrotnie proporcjonalne do kwadratu odległości. Niechaj oznacza c natężenie przyciągania jednostki masy przez drugą taką jednostkę w odległości, równej jednostce, to wzór

$$F = c\,\frac{m_1\,m_2}{r^2}$$

wyraża natężenie, z jakiem przyciągają się wzajemnie dwa ciała o masach m_1 i m_2, których wzajemna odległość jest r.

W sposób powyższy wyraża się matematycznie prawo Newtona, które się wysławia tak, jak to podane zostało w ustępie 53.

Wynika z tego prawa, że słońce przyciąga ziemię z taką samą siłą, z jaką ziemia przyciąga słońce, a spadający na ziemię kamień przyciąga ziemię z taką samą siłą, z jaką sam przez ziemię jest przy-

ciągany. Ale przyśpieszenia dwu ciał, wzajem się przyciągających, znajdują się w stosunku odwrotnym do mas.

Ruchy planet zgadzają się z prawami Keplera, ale, jak już wspomnieliśmy, zgodność nie jest zupełna. Inaczej też być nie może, skoro prawa Keplera wypływają z prawa Newtona tylko w tem założeniu, że planety znajdują się li tylko pod działaniem przyciągania słońca. Prawo Newtona poucza nas, że każda planeta przyciągana jest nietylko przez słońce, ale i przez każdą inną masę układu słonecznego, a dalej, że i słońce samo pod działaniem planet wykonywać musi pewne ruchy. Ruchy słońca są wszakże bardzo nieznaczne, z czego wnioskować można, że masa słońca jest bardzo wielka w porównaniu do mas planet.

Działanie innych planet ujawnia się w t. zw. *perturbacjach* czyli *zakłóceniach* ruchu eliptycznego; można ich wpływ sprowadzić do tego, iż planety poruszają się po elipsach, których elementy ulegają zmianie. Zmiany te przeważnie zawarte są w niewielkich granicach, albo są też bardzo powolne; są one koniecznym wynikiem ciążenia powszechnego i dadzą się z całą ścisłością obliczyć, jeżeli są znane masy wszystkich ciał, wywierających działanie na daną planetę.

58. Wyznaczanie mas ciał niebieskich. Wyznaczenie masy jakiejś planety może być dokonane na podstawie perturbacji, które ona w ruchach innych ciał powoduje, np. w ruchu komety, przebiegającej w jej bliskości. Jeżeli planeta posiada księżyc, to ruch księżyca planety wystarcza do obliczenia jej masy.

Niechaj będzie a_1 droga ciała, spadającego ku jakiejś planecie w pierwszej sekundzie w odległości jej księżyca, a_2 takaż droga dla innej planety i odległości jej księżyca. Jeżeli r_1 i r_2 są odległościami każdego z księżyców od środka planety, którą okrążają, a P_1 i P_2 okresami ich obiegu, to jest (ust. 56):

$$a_1 = \frac{2\pi^2 r_1}{P_1^2}, \quad a_2 = \frac{2\pi^2 r_2}{P_2^2}.$$

Te ilości a_1 i a_2 wzrastają proporcjonalnie do masy i zmniejszają się proporcjonalnie do kwadratu odległości, gdy więc oznaczymy masy obu planet odpowiednio przez m_1 i m_2, to jest

$$a_1 = c\,\frac{m_1}{r_1^2} \quad , \quad a_2 = c\,\frac{m_2}{r_2^2},$$

oraz

$$cm_1 = a_1 r_1^2 \quad , \quad cm_2 = a_2 r_2^2.$$

Stąd wynika

$$\frac{m_2}{m_1} = \left(\frac{a_2}{a_1}\right) \cdot \left(\frac{r_2}{r_1}\right)^2 = \left(\frac{r_2}{r_1}\right)^3 \cdot \left(\frac{P_1}{P_2}\right)^2 \quad \ldots\ldots \quad (10)$$

Gdy więc m_1 jest masą ziemi, P_1 okresem obiegu księżyca ziemskiego, a r_1 jego odległością od ziemi, to znając odpowiednie wartości r_2 i P_2 dla księżyca innej planety, można masę tej planety m_2 w stosunku do masy ziemi wyznaczyć z pomocą wzoru (10).

W ten sposób otrzymuje się następujące masy planet, mających księżyce (przyjmujemy tu za jednostkę masę ziemi): Marsa 0.11, Jowisza 318.4, Saturna 95.2, Urana 14.5, Neptuna 17.3. Na innej drodze zostały wyznaczone masy Merkurego i Wenery. Wynoszą one odpowiednio 0.06 i 0.82.

W podobny sposób można wyznaczyć również masę słońca.

Oznaczmy masę słońca przez M, masę ziemi przez m, promień ziemi przez r, a odległość ziemi od słońca przez R. Niechaj dalej oznacza a, jak poprzednio, drogę, którą w pierwszej sekundzie przebiega ciało na powierzchni ziemi pod działaniem siły ciężkości; podobnie A niech oznacza drogę, którą przebiega ciało w pierwszej sekundzie pod działaniem masy słońca, znajdujące się od niego w odległości R.

Jak wiemy, wielkości a i A są proporcjonalne do działających mas i odwrotnie proporcjonalne do kwadratu odległości; jest zatem

$$a = c \cdot \frac{m}{r_2}, \quad A = c \cdot \frac{M}{R^2},$$

oraz

$$\frac{M}{m} = \frac{A}{a} \cdot \left(\frac{R}{r}\right)^2.$$

Z drugiej strony, podobnie jak wielkość a_1 obliczaliśmy dla księżyca, oblicza się dla słońca

$$A = \frac{2\pi^2 R}{P^2}.$$

gdy P oznacza okres obiegu ziemi dokoła słońca, wyrażony w sekundach. Podstawiając tę wartość A w wyrażeniu na $\frac{M}{m}$, znajdziemy

$$\frac{M}{m} = \frac{2\pi^2 R^3}{a r^2 P^2},$$

gdzie oczywiście a, r i R wyrażone być muszą w tych samych jednostkach długości.

Jeszcze dogodniejszy w zastosowaniu wzór otrzymamy, gdy wyrazimy a przez otrzymaną wyżej wartość dla księżyca a_1, mianowicie

$$a = a_1 r_1^2 = \frac{2\pi^2 r_1^3}{P_1^2}.$$

Przez r_1 i P_1 oznaczone są tu odpowiednio odległość księżyca od ziemi i okres jego obiegu dokoła ziemi. Podstawiając tę wartość a w wyrażeniu na $\frac{M}{m}$, znajdziemy po uproszczeniu:

$$\frac{M}{m} = \frac{1}{r^2} \cdot \left(\frac{R}{r_1}\right)^3 \cdot \left(\frac{P_1}{P}\right)^2,$$

Gdy jeszcze przyjmiemy m = 1, r = 1, to jest wprost

$$M = \left(\frac{R}{r_1}\right)^3 \cdot \left(\frac{P_1}{P}\right)^2 \quad \text{. . . . .} \quad (11)$$

albo, wprowadzając zamiast odległości wartości paralaksy księżyca i słońca π_1 i π (ust. 67), otrzymamy

$$M = \left(\frac{\pi_1}{\pi}\right)^3 \cdot \left(\frac{P_1}{P}\right)^2 \quad \text{. . . . .} \quad (11')$$

Celem obliczenia należy podstawić następujące wartości paralaks i okresów:

$\pi = 8''.80$ $\quad\quad$ $\pi_1 = 57'\ 2''.7 = 3422''.7$
$P = 365^d.256360$ $\quad\quad$ $P_1 = 27^d.321661.$

Z rachunku wynika M = 333432.

59. Średnia gęstość słońca i planet. Aby wyrazić masy słońca i planet w znanych jednostkach masy, np. w kilogramach, trzeba w tych jednostkach wyrazić masę ziemi. Masa ciała równa się iloczynowi objętości i średniej gęstości. Oznaczmy gęstość przez d, objętość przez v, masę przez m, to jest

$$m = dv.$$

Objętość ziemi jak zobaczymy później (ust. 64) równa się objętości kuli o promieniu r = 6371 km.

W celu wyznaczenia średniej gęstości ziemi stosowane są różne metody. Wszystkie one polegają na tem, iż porównywa się przyciąganie ziemi z przyciąganiem mas, których wielkość jest znana. Są niemi duże kule ołowiane lub żelazne, albo też nawet góry. Przyciąganie pierwszych mierzy się zapomocą wagi torsyjnej (lub w inny sposób), drugich zaś przez spowodowane przez nie zboczenie pionu.

Wartość najprawdopodobniejsza gęstości ziemi, która wynika z badań dotychczasowych, wynosi d = 5.55; znaczy to, że masa ziemi wynosi 5.55 razy tyle, co masa wody tej samej objętości, co ziemia, pod ciśnieniem 760 mm i przy temperaturze $+ 4^0$ C. Że zaś masa 1 metra sześciennego wody w tych warunkach wynosi 1000 kilogramów, więc masa wody tej samej objętości co ziemia, wynosiłaby $\frac{4}{3} \cdot 1000\ \pi r^3$ kg, a masa ziemi 5.55 razy więcej.

Przyjmując na r wyżej podaną wartość, znajdujemy $m = 6 \cdot 10^{24}$ kg.

Znając masę ziemi, wyrażoną w kilogramach, można też każdą z mas, których stosunek do masy ziemi jest znany, wyrazić w kilogramach, mnożąc przez ten stosunek znalezioną dla ziemi liczbę kilogramów. Gdy zaś znaną jest masa jakiegoś ciała i jego objętość, to znaleźć można średnią jego gęstość, dzieląc masę przez objętość.

Mamy dla ziemi $m = d \cdot \frac{4}{3}\pi r^3$, a dla jakiejś innej planety, której promień jest r_1 a średnia gęstość d_1, podobnie $m_1 = d_1 \cdot \frac{4}{3}\pi r_1^3$; wynika stąd

$$\frac{m_1}{m} = \left(\frac{d_1}{d}\right) \cdot \left(\frac{r_1}{r}\right)^3$$

albo, gdy przyjmiemy za jednostki długości, masy i gęstości odpowiednio promień ziemi, masę ziemi i gęstość ziemi, t. j. położymy $m = 1$, $r = 1$, $d = 1$, to otrzymamy:

$$m_1 = d_1{}^3 r_1{}^3, \text{ oraz } d_1 = \frac{m_1}{r_1{}^3} \quad \ldots\ldots\ldots \quad (12)$$

Tak np. kładąc $m_1 = 333432$ i $r_1 = 109$ (ust. 86), otrzymujemy dla słońca

$$d_1 = 0.257.$$

Jest to gęstość słońca w stosunku do gęstości ziemi; w stosunku do wody wynosi ona zatem $0.257 \times 5.55 = 1.43$.

60. Ciężar i przyspieszenie ciężkości na powierzchni ciał niebieskich. Natężenie siły ciężkości na powierzchni jakiegoś kulistego ciała niebieskiego o promieniu r_1 i masie m_1 jest takie same, jakieby było w odległości r_1 od środka tego ciała, gdyby cała jego masa skupiona była w środku. Gdy więc na powierzchni znajduje się ciało o masie μ, to ciężar tego ciała wyrazi się przez

$$p_1 = c\,\frac{m_1 \mu}{r_1{}^2}.$$

Gdy weźmiemy pod uwagę 2 ciała niebieskie o promieniach r_1 i r_2, a masach m_1 i m_2, to ciężary ciała o tej samej masie μ na powierzchni tych dwóch ciał znajdują się w stosunku

$$p_1 : p_2 = \frac{m_1}{r_1{}^2} : \frac{m_2}{r_2{}^2} = \left(\frac{m_1}{m_2}\right) \left(\frac{r_2}{r_1}\right)^2$$

Niech będzie dla ziemi $p_2 = 1$, $r_2 = 1$, $m_2 = 1$, to dla ciała niebieskiego otrzymujemy

$$p_1 = \frac{m_1}{r_1{}^2} \quad \ldots\ldots\ldots\ldots\ldots \quad (13)$$

albo gdy według wzoru (12) podstawimy $m_1 = d_1 r_1{}^3$, jest też

$$p_1 = d_1 r_1 \quad \ldots\ldots\ldots\ldots\ldots \quad (13')$$

Wielkości p_1 nie należy identyfikować z prawdziwym ciężarem na powierzchni ciała niebieskiego, gdyż ten jest wypadkową siły ciężkości oraz siły odśrodkowej, działających w danym punkcie powierzchni, z których ostatnia nie została wzięta w rachubę. Jednakże ta druga składowa w stosunku do pierwszej jest w ogólności bardzo mała, tak że można p_1 przyjąć za wartość przybliżoną wypadkowej. Wzory więc (13) i (13')

określają też przybliżony ciężar przedmiotów na powierzchni ciała niebieskiego w porównaniu z ich ciężarem na powierzchni ziemi. Tak np. dla słońca jest $d_1 = 0.257$, $r_1 = 109$ i $p_1 = d_1 r_1 = 28.0$. Każdy przedmiot jest więc na powierzchni słońca 28 razy cięższy, niż na powierzchni ziemi.

Miarą ciężaru jest przyspieszenie ciężkości na powierzchni ciała niebieskiego. Niechaj p_1 i p_2 będą ciężary ciała o masie μ na powierzchni dwóch ciał niebieskich, a g_1 i g_2 przyspieszenia ciężkości tamże, to jest

$$p_1 = \mu g_1 \ , \ p_2 = \mu g_2$$

oraz

$$\frac{g_1}{g_2} = \frac{p_1}{p_2} = \left(\frac{m_1}{m_2}\right) \left(\frac{r_2}{r_1}\right)^2$$

Wynika stąd, gdy dla ziemi przyjmiemy $m_2 = r_2 = 1$, $g_2 = g$, dla innej planety

$$g_1 = g \frac{m_1}{r_1^{\,2}} = g\, d_1 r_1 = g p_1 \quad \ldots\ldots\ldots \quad (14)$$

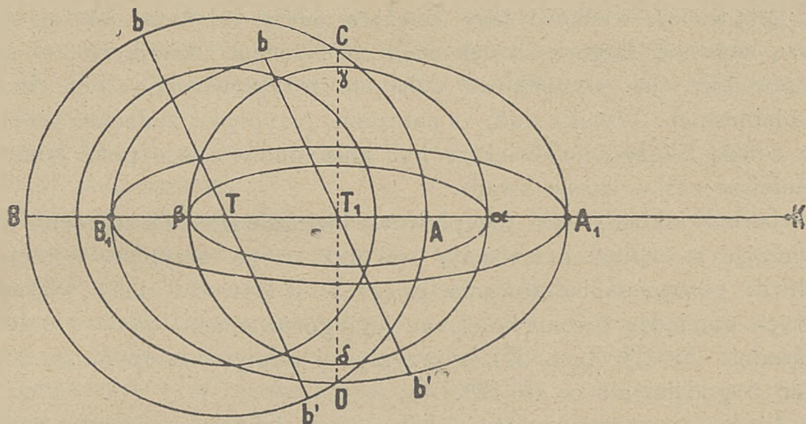
Dla słońca otrzymamy $g_1 = 28 \times 9.7805$ m $= 274$ m.

61. Przypływy i odpływy. Wszystkie ruchy w układzie słonecznym są koniecznym wynikiem przyciągania mas, zachodzącego według prawa Newtona. Doświadczalne stwierdzenie tego przyciągania na ziemi jest utrudnione z powodu zbyt małego natężenia przy stosowaniu małych mas, z któremi doświadczenia wykonywać można. Istnieją wszakże zjawiska, które stwierdzają prawo Newtona w sposób bardziej bezpośredni, aniżeli ruchy orbitalne. Należą do nich pewne ruchy osi ziemskiej, oraz t. zw. *przypływy i odpływy morskie.*

Przypuśćmy, że powierzchnia ziemi, której środkiem jest punkt T (ryc. 39), pokryta jest warstwą wody, i że działa na nią nieruchoma masa K. Masa ta przyciąga wszystkie punkty ziemi siłą, odwrotnie proporcjonalną do kwadratu odległości. Najsilniej więc jest przyciągany najbliższy punkt A, najsłabiej zaś — najdalszy punkt B; natężenie przyciągania wszystkich innych punktów jest pośrednie. Skutkiem tego cała ziemia przesuwa się ku masie K, ale punkt A przesuwa się więcej niż T, punkt B — mniej niż T; punkty te zajmą więc odpowiednio położenia A_1, T_1 i B_1. Przesunięciu ulegną też wszystkie inne cząsteczki warstwy wodnej, stosownie do natężenia działającej na nie siły. Skutkiem tego po stronie masy K i po stronie wprost przeciwległej wytworzą się wypukłości warstwy wodnej, gdy w innych częściach owej warstwy nastąpi obniżenie poziomu wody. Wyobrażenie o tem daje rycina. W kierunku linji KT warstwa wodna jest najgrubsza, w punktach α i β ma grubość $\alpha A_1 = \beta B_1$. W punktach zaś γ i δ, przypada-

jących w kierunku prostej CD, prostopadłej do KT, warstwa jest najcieńsza: tam grubość jej wynosi $\gamma C = \delta D$. W punktach α i β zaszedł *przypływ*, w punktach γ i δ *odpływ*.

Ponieważ ziemia wiruje dokoła osi bb' więc linja KT przecina powierzchnię ziemi na coraz innym południku, i zatem na coraz innym południku zachodzi przypływ. Są to w danej chwili te południki, na których masa K góruje lub dołuje. Przeciwnie południki, o 90° od poprzednich odległe, mają w tym samym czasie odpływ. Ponieważ ru-



Ryc. 39.

chu wirowego ziemi nie czujemy, więc odnosi się wrażenie, że w danym punkcie powierzchni ziemi poziom wody perjodycznie w okresie doby dwa razy się podnosi i dwa razy obniża, w odstępach sześciogodzinnych.

W rzeczywistości zjawisko przypływów i odpływów, zachodzących na ziemi, jest o wiele bardziej złożone, aniżeli z powyższego schematu wypływa. Przedewszystkiem bowiem zależy ono od działania nie jednej masy, ale zawsze od dwóch, mianowicie księżyca i słońca. Kierunki, w których dwie te masy działają, tworzą ze sobą kąt, który z powodu ruchu ziemi dokoła słońca i ruchu księżyca dokoła ziemi ustawicznie się zmienia; z drugiej strony zmienia się też odległość obu tych ciał.

Pomimo to teorja zjawiska przypływów i odpływów nie nastręczałaby zbyt wielkich trudności, gdyby liczyć się musiała tylko z wymienionemi wyżej okolicznościami. Największa trudność teorji wynika stąd, że ziemia tylko w części pokryta jest wodą i przytem o bardzo różnej głębokości w różnych miejscach.

Pomijając szczegóły, zwrócimy uwagę tylko na okoliczności najważniejsze. Z teorji wynika, że działanie przypływowe jest wprost proporcjonalne do masy działającego ciała i odwrotnie proporcjonalne do

sześcianu jego odległości. Łatwo stąd obliczyć, że działanie przypływowe słońca, pomimo jego wielkiej masy, wynosi tylko 0.47 działania księżyca. Zależnie więc od tego, czy dwa te ciała współdziałają, czy też przeciwdziałają sobie, wypadkowa ich działania zmieniać się musi w granicach od 0.53 do 1.47, gdy działanie samego księżyca przyjmiemy za jednostkę. W rzeczywistości z powodu zmian odległości granice są jeszcze rozleglejsze, i można przyjąć okrągło, że przypływ w warunkach najdogodniejszych przewyższa trzykrotnie przypływ w warunkach najmniej korzystnych.

Jak wiemy, wielkość fazy księżyca zależy od kąta, jaki ze sobą tworzą kierunki, łączące środek ziemi ze słońcem i księżycem, w sposób podobny, jak wypadkowa działania przypływowego tych dwóch ciał niebieskich. Wynika stąd, że natężenie przypływu zmieniać się musi wraz z fazą księżyca; największe być musi ono w czasie pełni i nowiu, najmniejsze zaś w czasie kwadr.

Jakkolwiekbądź, fala przypływowa idzie zawsze za księżycem, jako wywierającym wpływ przeważny, wskutek czego przypływ występuje w chwili górowania i dołowania księżyca. Z powodu ruchu własnego księżyca pomiędzy dwoma kolejnemi jego górowaniami upływa nie doba, ale średnio $24^g\ 53^m$ (ust. 37), a przypływ i odpływ następują po sobie nie co 6 godzin, ale co $6^g\ 13^m$.

Liczne spostrzeżenia stwierdziły z całą ścisłością związek, zachodzący pomiędzy zjawiskiem przypływów i odpływów a działaniem księżyca i słońca, nie ulega też żadnej wątpliwości, iż ruch przypływowy fal jest spowodowany przyciąganiem grawitacyjnem.

62. Precesja. Przyciąganie przez księżyc i słońce powoduje też zmiany perjodyczne w położeniu osi ziemskiej w przestrzeni. Znajduje się to zjawisko w ścisłym związku z kształtem ziemi.

Gdyby ziemia była kulą, wypadkowa wszystkich działań zewnętrznych na nią przechodziłaby przez jej środek, i przyciąganie słońca i księżyca nie mogłoby zmienić kierunku jej osi. Ale ziemia jest spłaszczona i posiada wypukłość w płaszczyźnie swego równika. A że działanie słońca przypada w płaszczyźnie ekliptyki, działanie zaś księżyca w płaszczyźnie jego drogi, mało względem ekliptyki nachylonej, więc działania te dążą do zbliżenia wypukłości ziemi do płaszczyzny ekliptyki. Ponieważ ziemia wiruje dokoła swej osi, więc coraz inna strona jej wypukłości podlega owemu zbliżeniu. Jak wykazują badania teoretyczne, skutek takiego działania musi być ten, że oś ziemska zmienia kierunek w przestrzeni, mianowicie zakreśla stożek dokoła osi ekliptyki w kierunku wstecznym, przyczem kąt między osią ziemską a osią ekliptyki zachowuje stałą wartość, równą pochyłości ekliptyki.

Powyższy wniosek teoretyczny znajduje się w zupełnej zgodzie z obserwacją. Mianowicie z osią ziemską wiruje też dokoła osi ekliptyki stale prostopadła do obu tych osi linja przecięcia płaszczyzny równika z płaszczyzną ekliptyki, t. j. linja równonocy (prosta ♈♎ na ryc. 26), w tym samym okresie i w tym samym kierunku. Wskutek tego punkty równonocne co rok o 52″.26 przesuwają się w stronę, przeciwną ruchowi ziemi. Zjawisko to, noszące nazwę *precesji*, zostało odkryte przez greckiego astronoma Hipparcha przed 2000 lat.

Ruch wsteczny, czyli *cofanie się punktów równonocnych* o 52″.26 rocznie, sprawia, że obiegają one całą ekliptykę w okresie 25800 lat, który nazywa się *wielkim rokiem Platona*. Ten okres precesyjny, jak wspomnieliśmy, jest identyczny z okresem obrotu osi ziemskiej dokoła osi ekliptyki.

Kąt 52″.26, o który rocznie punkty równonocne się cofają, nazywa się *stałą precesji*.

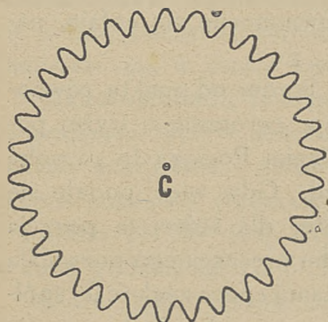
Skutkiem precesji długości gwiazd, jako liczone od punktu równonocy wiosennej w kierunku prostym, wzrastają corocznie o wyżej podaną ilość stałą, gdy szerokość nie ulega zmianie. Pociąga to za sobą też zmianę spółrzędnych równikowych gwiazd. Gdy więc podaje się pozycję gwiazdy, należy zawsze podać też datę, dla której ta pozycja jest ważna, czyli t. zw. *epokę*. Znane prawa ruchu precesyjnego pozwalają zawsze na podstawie spółrzędnych gwiazdy w danej epoce znaleźć jej spółrzędne w jakiejś innej epoce, t. j. *zredukować* je na tę epokę. Tylko pozycje gwiazdy, sprowadzone do jednej epoki, mogą być ze sobą porównywane.

Ponieważ bieguny świata są punktami przecięcia przedłużonej osi ziemskiej ze sklepieniem niebieskiem, więc wskutek ruchu stożkowego osi bieguny świata zakreślają dokoła biegunów ekliptyki koła promieniem, równym ε. Znając drogę biegunów pośród gwiazd, jest rzeczą nietrudną wyznaczyć na niebie położenie biegunów w dowolnej epoce. Obecnie np. biegun północny znajduje się w bliskości gwiazdy α Małej Niedźwiedzicy, która skutkiem tego nosi nazwę gwiazdy biegunowej. (ust. 6). Za lat 13000 biegun znajdować się będzie w bliskości gwiazdy α Lutni, która wówczas będzie biegunową.

63. Nutacja. Gdyby księżyc poruszał się ściśle w płaszczyźnie ekliptyki, działanie jego przypadałoby w tej samej płaszczyźnie, co działanie słońca, i powodowałoby jednostajny ruch osi ziemskiej dokoła ekliptyki ze stałym kątem nachylenia obu osi. W rzeczywistości takie proste współdziałanie słońca i księżyca zachodzi tylko w chwilach, gdy księżyc znajduje się w płaszczyźnie ekliptyki, a więc w jednym z dwóch punktów przecięcia jego drogi z płaszczyzną ekliptyki, zwanych

węzłami (ust. 38). Działanie księżyca jest zmienne i zależy od nachylenia linji węzłów księżyca do płaszczyzny równika ziemskiego, w której przypada wypukłość ziemi. Gdy linja węzłów przypada w kierunku linji równonocy, wtedy leży ona w płaszczyźnie równika (p. ryc. 20), i wpływ księżyca w węzłach jest najmniejszy. Gdy zaś linja węzłów przypada w kierunku linji stanowisk, nachylenie jej względem równika jest największe i równa się pochyłości ekliptyki ε. Wtedy wpływ księżyca w węzłach jest największy.

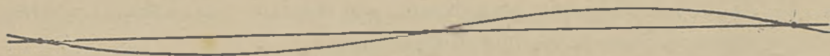
Skutkiem tego zmiennego działania księżyca jest to, iż nachylenie osi ziemskiej do osi ekliptyki jest zmienne, będąc raz większem nieco od pochyłości ekliptyki, to znów mniejszem. Te wahania, jako zależne od położenia linji węzłów księżyca, odbywają się w tym samym okresie, wynoszącym $18^2/_3$ roku (ust. 38), w którym węzły dokonywają całkowitego obiegu na ekliptyce.



Ryc. 40.

Zjawisko opisane nosi nazwę *nutacji* czyli *kołysania się* osi ziemskiej. Ruch nutacyjny polega na tem, że oś ziemska zakreśla dokoła swego położenia średniego małą elipsę, której połowa wielkiej osi wynosi 9″.21. Wielkość ta nazywa się *stałą nutacji.*

Ruch nutacyjny łączy się z nieustającym ruchem precesyjnym w ten sposób, iż biegun równika zakreśla dokoła bieguna ekliptyki C nie koło, ale linję falistą tej postaci, jak to przesadnie przedstawia rycina 40; w istocie obszar fali stanowi zaledwie $^1/_{20}$ jej długości i kształt jej jest taki, jaki wyobraża ryc. 41. Każda fala odpowiada $18^2/_3$-letniemu ruchowi bieguna, a na cały okres precesyjny przypada ich około 1400. Na miejscu każdej z fal ryciny 40 należy sobie wyobrazić czterdzieści kilka fal tej postaci, jak przedstawiona na rycinie 41.


Ryc. 41.

Ponieważ ten ruch osi ziemskiej pociąga za sobą też zmianę pochyłości ekliptyki oraz położenia punktów równonocnych w okresie $18^2/_3$-letnim, więc skutkiem tego spółrzędne gwiazd ulegają również wahaniom w okresie $18^2/_3$-letnim. Przy redukcji na jakąś epokę uwzględnioną więc musi być też nutacja.

ROZDZIAŁ VIII.

Kształt i rozmiary ziemi. Paralaksa. Zjawiska, zależne od atmosfery ziemskiej.

---

64. Pomiar ziemi. Uważaliśmy w pierwszem przybliżeniu ziemię za kulę, gdyż założenie takie ułatwia zrozumienie wielu zjawisk na niebie. Jeżeli wszakże chodzi o dokładne wyznaczenie stosunków ilościowych, należy brać pod uwagę kształt ziemi rzeczywisty, oraz jej rzeczywiste rozmiary. Badaniem kształtu i rozmiarów ziemi zajmuje się nauka, zwana *geodezją.*

Gdyby ziemia była kulą, rozmiary jej byłyby w zupełności określone przez jej promień. Do tego celu wystarczyłby pomiar jakiejkolwiek części wielkiego koła, poprowadzonego na powierzchni ziemi. Przypuśćmy, że wymierzono i wyrażono w znanych jednostkach długość łuku, mającego n stopni i niechaj długość ta wynosi s wspomnianych jednostek. Ponieważ obwód koła, który dzielimy na 360^0, ma długość $2\pi r$, jeżeli przez r oznaczymy promień koła, wyrażony np. w metrach, więc łuk n^0 ma długość:

$$\frac{n}{360} . 2\pi r = s \text{ metr.}$$

stąd zaś otrzymuje się:

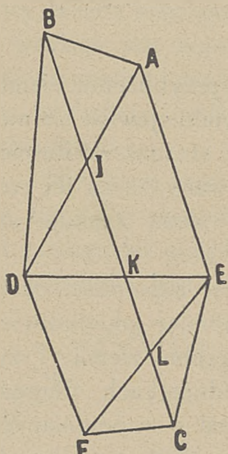
$$r = \frac{360 s}{2\pi n} = \frac{180 s}{\pi n} = \frac{57.296}{n} . s \text{ metrów.}$$

Najłatwiej da się wyznaczyć długość stopnia południka. Wiemy, że wysokość bieguna nad poziomem danego miejsca równa się jego szerokości geograficznej; gdy więc wzdłuż południka posuwamy się na północ od tego miejsca, t. j. gdy szerokość wzrasta, wzrasta w tym samym stopniu wysokość bieguna. Aby zatem wyznaczyć długość jednego stopnia południka, należy, wychodząc z jakiegoś punktu, dla którego wysokość bieguna ma określoną wartość, posuwać się na północ po tym samym południku aż do punktu, dla którego wysokość bieguna jest np. o n stopni większa.

Następnie należy wyrazić odległość między temi punktami w jednostkach długości. Wykonywa się ten pomiar metodą t. zw. *trójkątowania* czyli *triangulacji,* której zasada jest następująca.

Chcąc zmierzyć długość linji BC (ryc. 42) na powierzchni ziemi, która niechaj obejmuje n stopni południka, wymierzamy bezpośrednio w jednostkach długości odległość AB, czyli tak zwaną *podstawę (basis).* Następnie obieramy szereg dogodnych punktów na przyległym terenie D, E, F i t. d., oraz na linji BC punkty I, K, L, i mierzymy za pomocą

teodolitu kąty w trójkątach ABI, BID, DIK i t. d. W ten sposób np. w trójkącie ABI znanym będzie bok AB oraz kąty, z których rachunkiem dadzą się wyznaczyć boki AI i IB. W trójkącie BDI, mając znany bok BI i mierząc kąty, można wyznaczyć boki BD i DI, a w trójkącie DIK, w którym znany będzie bok ID, można wyznaczyć bok IK i t. d. W ten sposób, kolejno wyznaczając długość części BI, IK, KL i t. d., otrzymamy w sumie długość poszukiwanej linji BC. Gdy długość linji BC wynosi s jednostek długości, to długość jednego stopnia południka wynosi $\frac{s}{n}$ takich jednostek.



Ryc. 42.

Tak wyznaczono długość stopni południka w różnych krajach i pokazało się, iż stopnie stają się coraz dłuższe, w miarę zbliżania się do biegunów. Ziemia zatem nie jest kulą, lecz krzywizna jej powierzchni zmniejsza się w kierunku biegunów; znaczy to, że ziemia jest u biegunów spłaszczona. Do tych samych wyników, jak widzieliśmy, prowadzą też badania nad długością wahadła sekundowego, oraz nad natężeniem ciężkości w różnych szerokościach na powierzchni ziemi (ust. 19).

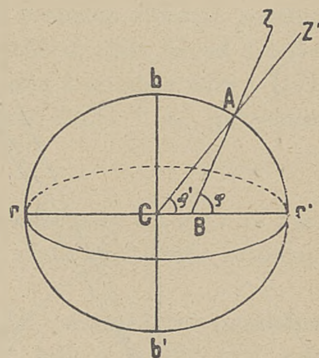
Z takich pomiarów wypływają też wartości elementów sferoidy ziemskiej. Najnowsze wyniki, otrzymane przez H a y f o r d a, są następujące:

promień równika $a = 6378388$ m.
połowa osi obrotu $b = 6356909$ m.

Ziemia ma więc w przybliżeniu kształt sferoidy obrotowej, której oś mała jest osią obrotu, a objętość ziemi równa się objętości kuli o promieniu 6371220 m. Jak wiadomo, sam metr określono jako czterdziestomilionową część obwodu południka. Wyprowadzony z pomiarów wzorzec metra wskutek błędów obserwacji, jest, jak wynika z późniejszych badań, nieco za krótki. Według elementów H a y f o r d a obwód południka wynosi 40011172 takich metrów.

Stosunek $c = \frac{a-b}{a}$ jest miarą *spłaszczenia* ziemi u biegunów i według H a y f o r d a jest $c = \frac{1}{297}$. Przy wyżej podanym kształcie ziemi południki mają w przybliżeniu kształt elips, których mimośród wynosi 0.082; ogniska elips południkowych leżą więc w płaszczyźnie równika na obwodzie koła, zakreślonego dokoła środka ziemi promieniem, równym 0.082 promienia równika ziemskiego.

65. Szerokość geograficzna i geocentryczna. Skutkiem takiego kształtu ziemi kierunek pionu nie przechodzi przez środek ziemi, ale przecina równik w pewnej odległości od środka. Wyjaśnia to ryc. 43. Pion punktu A przecina się z równikiem w punkcie B, a ze sklepieniem niebieskiem w kierunku AZ, który określa prawdziwy zenit punktu A. Promień zaś ziemi w punkcie A ma kierunek AC, który określa na sklepieniu niebieskiem *zenit geocentryczny* Z′ punktu A. Kąt ABr′ $=\varphi$ jest szerokością geograficzną punktu A, kąt ACr′ $=\varphi'$ jest jego szerokością geocentryczną (ust. 7).



Ryc. 43.

Widzimy z ryciny, że szerokość geograficzna zawsze jest większa od szerokości geocentrycznej, a mianowicie:

$$\varphi - \varphi' = \sphericalangle CAB = \sphericalangle ZAZ',$$

t. j. różnica szerokości geograficznej i geocentrycznej równa się odległości zenitu geocentrycznego od zenitu prawdziwego. Wartość tej różnicy zależna jest od szerokości geograficznej i w przybliżeniu wynosi

$$\varphi - \varphi' = 695''.66 \sin 2\varphi \qquad (15)$$

Widzimy stąd, że różnica ta jest zerem na równiku i na biegunach, a największą wartość 695″.66 osiąga w szerokości geograficznej $\pm 45^0$.

Wobec takiego kształtu ziemi nie możemy więc mówić o promieniu ziemskim, jako o wielkości stałej, gdyż długość promienia w różnych szerokościach jest różna. Oznaczając promień ziemi w szerokości geograficznej φ przez r, otrzymuje się wzór:

$$r = a - (a - b) \sin^2\varphi,$$

albo też, biorąc promień równika za jednostkę,

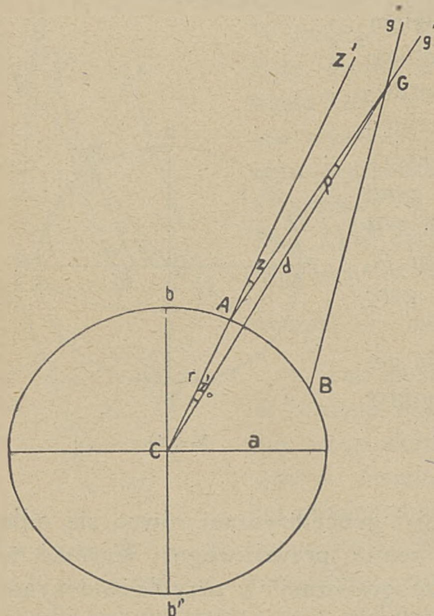
$$r = 1 - c \sin^2\varphi,$$

gdzie c jest spłaszczeniem ziemi i posiada wyżej podaną wartość $\frac{1}{297}$. Po wprowadzeniu wartości liczbowych otrzymuje się następujący dogodny wzór:

$$\lg r = 9.99927 + 0.00073 \cos 2\varphi \qquad (16)$$

66. Paralaksa dzienna. Obserwując z punktu A na powierzchni ziemi (ryc. 44) jakieś ciało niebieskie G, widzimy je na niebie w punkcie przecięcia się ze sklepieniem niebieskiem przedłużonej linji AG, t. j. w kierunku Ag′. Z innego punktu na powierzchni ziemi, np. B, ta sama gwiazda widzialna jest w kierunku Bg″. To samo ciało niebieskie

więc widziane jest przez obserwatorów, znajdujących się w punktach A i B, w dwóch różnych punktach nieba. Aby znaleźć położenie ciała niezależne od położenia obserwatora, które zmienia się nietylko przez zmianę miejsca na powierzchni ziemi, ale też wskutek ruchu ziemi dokoła osi, należy sprowadzić obserwowane pozycje do środka ziemi. Znaczy to, że trzeba na podstawie obserwowanego kierunku Ag′ wyznaczyć kierunek CG, w którymby widział gwiazdę G spostrzegacz, znajdujący się w środku ziemi.



Rys. 44.

Spółrzędne ciała niebieskiego widziane w miejscu obserwacji, nazywają się *topocentrycznemi*, spółrzędne zaś tego samego ciała, widziane ze środka ziemi, nazywają się *geocentrycznemi*. Kąt, utworzony przez kierunek topocentryczny, np. Ag′ lub Bg″, z kierunkiem geocentrycznym CG, nazywa się *paralaksą dzienną*.

Gdy odległość ciała niebieskiego jest znana, jego paralaksa dzienna wyznacza się z łatwością.

Promień ziemi CA w przedłużeniu przecina się ze sklepieniem niebieskiem w zenicie geocentrycznym Z′. Kąt Z′AG = z' nazywa się *pozorną* odległością ciała G od geocentrycznego zenitu, kąt zaś Z′CG = z'_0 jest *prawdziwą* jego odległością od tegoż zenitu. Oznaczmy ∢AGC = p, to z ryciny wynika

$$z' = z'_0 + p.$$

Niechaj będzie dalej CA = r, CG = d. Z trójkąta ACS otrzymujemy

$$r : d = \sin p : \sin z'$$

oraz

$$\sin p = \frac{r}{d} \sin z'. \quad . \; . \; . \; . \; . \; . \; . \; . \; . \; . \; . \; . \; . \quad (17)$$

Obserwacja daje zawsze odległość gwiazdy od prawdziwego zenitu, t. j. z. Ale z poprzedniego ustępu wiemy, że

$$\sphericalangle ZAZ' = z - z' = \varphi - \varphi'$$

i wartość $\varphi - \varphi'$ oblicza się według wzoru (15). Wynika stąd

$$z' = z - (\varphi - \varphi')$$

Tak samo r dla każdej znanej szerokości φ można obliczyć według wzoru (16). Jeżeli więc znaną też jest odległość d ciała G od środka ziemi, to paralaksa dzienna p może być obliczona z pomocą wzoru (17). Mając p, wyznaczamy też kierunek CG przez kąt ACG $= z_0'$, przyczem

$$z_0' = z' - \mathrm{p}.$$

Kąt p jest zawsze wielkością dodatnią, zawsze więc też $z' > z_0'$; widzimy stąd, że skutkiem paralaksy dziennej ciała niebieskie oddalają się od zenitu.

Ze wzoru (17) wynika, że gdy wzrasta z', wzrasta też paralaksa p i największą wartość kąt ten osiąga wtedy, gdy $z' = 90^0$, t. j. gdy ciało niebieskie jest na horyzoncie. Oznaczając przez p_{90} wartość p dla $z' = 90^0$, mamy

$$\sin \mathrm{p}_{90} = \frac{\mathrm{r}}{\mathrm{d}},$$

a więc też

$$\sin \mathrm{p} = \sin \mathrm{p}_{90} \sin z'.$$

Kąt p_{90} nazywa się *paralaksą poziomą.*

Paralaksa pozioma zmienia się wraz z wartością promienia r, który jest największy na równiku. Oznaczmy w przypadku, gdy $\mathrm{r} = a$, paralaksę poziomą przez π, to mamy $\sin \pi = \frac{a}{\mathrm{d}}$. Kąt π nazywa się *paralaksą poziomą równikową* i jest wielkością stałą, gdy odległość ciała niebieskiego od środka ziemi się nie zmienia.

Możemy napisać

$$\sin \mathrm{p}_{90} = \frac{\mathrm{r}}{\mathrm{d}} = \frac{\mathrm{r}}{a} \cdot \frac{a}{\mathrm{d}} = \frac{\mathrm{r}}{a} \sin \pi,$$

oraz

$$\sin \mathrm{p} = \frac{\mathrm{r}}{a} \sin \pi \sin z',$$

a gdy promień równika obierzemy za jednostkę długości, t. j. położymy $a = 1$, jest też

$$\sin \mathrm{p} = \mathrm{r} \sin \pi \sin z'. \qquad \ldots\ldots\ldots\ldots (18)$$

67. Odległość ciał niebieskich. Jak widać z ryc. 45, paralaksa równikowa pozioma jest to kąt CGr′, pod którym z ciała niebieskiego

G widzialny jest promień równika ziemskiego. Kąt ten jest tem mniejszy, im większa jest odległość d w stosunku do a. Ze wszystkich ciał niebieskich największą paralaksę ma księżyc; gdy księżyc znajduje się w swej odległości średniej, wartość paralaksy wynosi

$$\pi = 57' \, 2''.7,$$

a wskutek zmian odległości księżyca od ziemi zmienia się ona od 52′ do 62′.

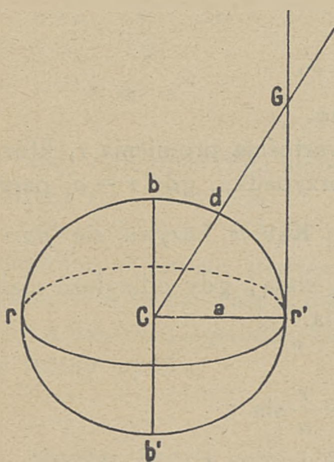
Wyznaczenie paralaksy ciał niebieskich jest zadaniem nadzwyczaj ważnem, gdyż, znając paralaksę, można z łatwością obliczyć odległość ciała niebieskiego. Obierając promień równika ziemskiego za jednostkę długości, otrzymamy wzór

$$\sin \pi = \frac{1}{d},$$

z którego wynika

$$d = \frac{1}{\sin \pi} = \operatorname{cosec} \pi. \qquad (19)$$

Odległość księżyca, obliczona według powyższego prostego wzoru, wynosi średnio 60.3, a zmienia się w granicach od 56 do 66 promieni równika ziemskiego.



Ryc. 45.

Wyznaczenie paralaksy ciał niebieskich opiera się na obserwacjach tych ciał, dokonywanych jednocześnie w dwóch rozmaitych miejscach kuli ziemskiej, lub też w tem samem miejscu przy różnych wzniesieniach owego ciała niebieskiego nad poziomem.

Szczególną trudność przedstawia wyznaczenie paralaksy słońca, gdyż jest to kąt bardzo mały. Wyznacza się ją zazwyczaj pośrednio, t. j. określa się paralaksę jakiejś planety, która zbliża się do ziemi bardziej niż słońce i może być obserwowaną w dogodniejszych niż słońce warunkach. Szczególnie ku temu celowi nadają się obserwacje Marsa lub niektórych małych planet w czasie opozycji, oraz obserwacje Wenery wówczas, gdy w dolnem połączeniu zdarza się przejście jej przez tarczę słoneczną (ust. 75). Planetoida Eros (ust. 100) w niektórych opozycjach zbliża się bardziej do ziemi, niż Mars, i wówczas ma paralaksę większą, aniżeli jakakolwiek inna planeta. Obserwacje Erosa dają więc duże

szanse dokładniejszego wyznaczenia paralaksy słońca, tembardziej że wyglądem nie różni się on od gwiazd stałych 8-ej w., a więc z większą dokładnością położenie jego na niebie może być wyznaczone, aniżeli położenie planet, widzialnych jako tarcze.

Gdy paralaksa planety została wyznaczoną, to otrzymuje się z niej też odległość planety, wyrażoną w promieniach równika ziemskiego. Z kształtu zaś drogi ziemskiej oraz drogi planety, w połączeniu z 3-iem prawem Keplera, wypływają odległości ziemi i planety od słońca w chwili obserwacji oraz planety od ziemi, wyrażone w jednostkach planetarnych (ust. 34). Jeżeli jednostce planetarnej odpowiada paralaksa dzienna π, a odległość planety, wyrażona w tych jednostkach, jest Δ, to odległość jej w promieniach równika ziemskiego wynosi Δ cosec π. Z drugiej strony, gdy obserwowana jej paralaksa wynosi π_1, to cosec π_1 jest odległością jej, wyrażoną w promieniach równika ziemskiego. Jest zatem

$$\Delta \operatorname{cosec} \pi = \operatorname{cosec} \pi_1 ,$$

skąd wypływa

$$\sin \pi = \Delta \sin \pi_1 .$$

Istnieje pozatem wiele innych sposobów wyznaczania paralaksy słońca. O związku pomiędzy paralaksą słońca a aberacją roczną była mowa w ustępie 32. Przyjęta obecnie wartość $\pi = 8''.80$ jest wynikiem najprawdopodobniejszym, wypływającym ze wszystkich określeń. Tej wartości paralaksy odpowiada średnia odległość ziemi od słońca $R_0 =$ cosec $8''.80 = 23439$ promieni równika ziemskiego. Biorąc pod uwagę poprzednio podaną długość promienia równika ziemskiego w kilometrach (ust. 64), otrzymujemy odległość średnią słońca 149504200 km.; jest to długość jednostki planetarnej, wyrażona w km.

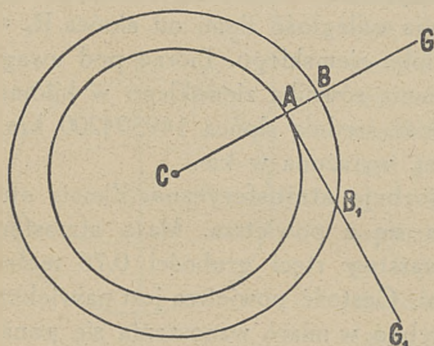
68. Atmosfera ziemska. Absorbcja atmosferyczna. Ziemia otoczona jest atmosferą, która składa się z powietrza. Masa atmosfery równa się w przybliżeniu masie warstwy rtęci grubości 0.76 metra, pokrywającej całą powierzchnię ziemi. Gęstość powietrza jest największa przy samej powierzchni i maleje szybko w miarę wznoszenia się ponad nią. Prawo, według którego gęstość maleje z wzrastającą wysokością, nie jest dotychczas dokładnie znane, wskutek czego nie można też dokładnie podać wysokości, do której atmosfera sięga. Jeżeli wszakże praktycznie za próżnię uważać będziemy powietrze, rozrzedzone w tym stopniu, że nie zdradza swej obecności przez odbite od niego światło słoneczne, to możemy powiedzieć, że atmosfera kończy się w wysokości 80 kilometrów nad poziomem morza. Atmosfera nader rozrzedzona sięga jeszcze znacznie wyżej i jeszcze w wysokości 400 kilometrów nad

powierzchnią ziemi ukazują się meteory, które rozżarzają się skutkiem tarcia w atmosferze ziemskiej (ust. 109).

Zjawiskami, zachodzącemi w atmosferze ziemskiej, zajmuje się specjalna nauka, zwana *meteorologją*. Na zjawiska astronomiczne atmosfera wpływa w sposób dwojaki, mianowicie przez pochłanianie i załamywanie światła.

Pochłanianie, czyli *absorbcja atmosferyczna*, objawia się w ten sposób, iż od ciał niebieskich do oczu obserwatora dochodzą nie wszystkie promienie, które one wysyłają w kierunku obserwatora, ale tylko pewna większa lub mniejsza część, gdy reszta zatrzymaną zostaje przez atmosferę. Znaczy to, że atmosfera nie jest zupełnie przeźroczysta, co wogóle o wszystkich ciałach da się powiedzieć. Absorbcja, powodowana przez atmosferę, jest dwojaka: *szczególna* czyli *selektywna* i *ogólna*. Pierwsza dotyczy promieni określonych długości fali i charakteryzuje ciała, z których atmosfera się składa. Będzie o niej mowa później (ust. 90). Absorbcja ogólna obejmuje promienie wszystkich długości fali i o niej można powiedzieć, że ilość pochłanianych promieni znajduje się w odwrotnym stosunku do długości fali światła. Najsilniej więc pochłaniane są promienie niebieskie, najmniej czerwone.

Oczywiście absorbcja jest tem silniejsza, im większą drogę promień przebywa w atmosferze, droga zaś ta zależna jest od wysokości gwiazdy nad poziomem. Wyjaśnia to ryc. 46. Promień, idący od gwiazdy G, znajdującej się w zenicie obserwatora A, przebiega w atmosferze tylko drogę AB, gdy promień G_1A od gwiazdy G_1, znajdującej się na horyzoncie, przebiega w atmosferze drogę znacznie dłuższą B_1A. Łatwo obliczyć, że gdy przyjmiemy 80 km. jako wysokość atmosfery, to ta ostatnia droga około 12 razy jest dłuższa od pierwszej.



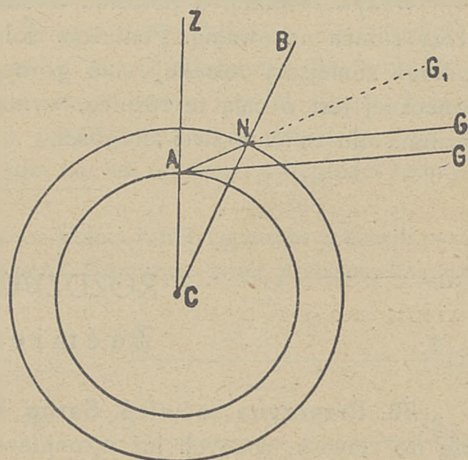
Ryc. 46.

Z pomiarów fotometrycznych wypływa, że *spółczynnik absorbcji atmosferycznej* wynosi 0.16. Jest to ilość światła, którą pochłania atmosfera przy normalnem ciśnieniu i temperaturze 0° C, gdy promienie padają pionowo. Ułamek 0.84, oznaczający, jaką część padających pionowo promieni atmosfera przepuszcza, nazywa się *spółczynnikiem transmisji*. Naturalnie wobec tego, że najsilniejszą absorbcję powodują najniższe warstwy, absorbcja nie wzrasta

proporcjonalnie do długości drogi promienia w atmosferze, lecz znacznie wolniej.

Skutkiem absorbcji w bliskości horyzontu mogą być widziane tylko najjaśniejsze gwiazdy i to tylko wtedy, gdy powietrze jest bardzo czyste. Bardzo wyraźnie wpływ absorbcji występuje u słońca, na które swobodnie patrzeć można gołem okiem, gdy znajduje się blisko horyzontu. Czerwona barwa słońca w czasie wschodu i zachodu jest skutkiem wyżej wspomnianego silniejszego pochłaniania promieni o krótszej fali, gdy długofaliste promienie czerwone przechodzą przez atmosferę bez znacznego osłabienia.

69. Refrakcja. Załamywanie promieni światła przez atmosferę powoduje zjawisko, zwane *refrakcją astronomiczną.* Objawia się ona w sposób następujący. Promień GN (ryc. 47), idący od pewnej gwiazdy, w punkcie N spotyka atmosferę i załamuje się tak, iż kąt załamania ANC jest mniejszy od kąta podania GNB. Skutkiem tego przychodzi on w kierunku NA do obserwatora w A, i ten widzi gwiazdę w kierunku AG_1, zamiast w kierunku $AG \parallel NG$, w którym gwiazda w istocie się znajduje. Skutkiem refrakcji gwiazda ma więc mniejszą *pozorną* odległość zenitalną $ZAG_1 = z_1$, zamiast większej *prawdziwej* odległości zenitalnej $ZAG = z$. Wpływ refrakcji astronomicznej ginie całkowicie w zenicie, a wzrasta wraz z odległością zenitalną.



Ryc. 47.

Ponieważ gęstość atmosfery w rozmaitych warstwach jest różna i wzrasta od górnych warstw do dolnych w sposób ciągły, więc droga, przebywana przez promień w atmosferze, jest linją krzywą, której dokładne poznanie jest głównem zagadnieniem teorji refrakcji astronomicznej.

W celu obliczenia wpływu refrakcji astronomicznej w przybliżeniu wystarcza wzór następujący:

$$R = 60''.15 \operatorname{tg} z \quad \ldots\ldots\ldots\ldots \quad (20)$$

Spółczynnik 60''15 nazywa się *stałą refrakcji.* Ponieważ spółczynnik załamania atmosfery zależny jest od jej gęstości, która znów

zmienia się wraz z temperaturą i ciśnieniem atmosfery, więc do obliczonej z powyższego wzoru *refrakcji średniej* należy jeszcze dodać poprawkę na ciśnienie i temperaturę. Tak dla średniej refrakcji, jak i dla poprawek istnieją tablice, które czynią rachunek zbytecznym.

Najsilniejszym jest wpływ refrakcji na horyzoncie, gdzie odchylenie ku zenitowi wynosi blisko 37'. Wskutek tego gwiazdy wcześniej wschodzą i później zachodzą, niżby to czyniły, gdyby nie było refrakcji. Promienie słońca tak samo, jak promienie gwiazd, podlegają refrakcji; pociąga to za sobą przedłużenie dnia, które u nas wynosi około dwóch minut, w strefie biegunowej jednakże, gdzie słońce przez szereg dni pozostaje nad poziomem, wynosić może więcej niż dzień, a na samych biegunach refrakcja skraca noc biegunową o całe 3 dni.

Wpływ refrakcji u poziomu występuje wybitnie w zmianie okrągłej tarczy słońca na owalną. Ponieważ dolny brzeg, jako bliższy horyzontu, podlega silniejszej refrakcji, niż górny, więc średnica pionowa tarczy słonecznej jest o całą tę różnicę, wynoszącą 6', skrócona, gdy średnica pozioma nie zmienia swej długości.

ROZDZIAŁ IX.

Zaćmienia.

70. Przyczyna zaćmień. Saros. Zaćmienia słońca i księżyca należą do zjawisk, znanych już w najdawniejszych czasach. Polegają one na tem, że na słońce albo też na księżyc, znajdujący się w pełni, w pewnej chwili nasuwa się cień, ograniczony łukiem kołowym, który pokrywa niekiedy słońce lub księżyc w całości, częściej zaś tylko pewną ich część, a po pewnym czasie znowu ustępuje. Zależnie od tego, czy pogrążenie w cieniu jest zupełne, czy też nie, zaćmienia nazywają się *całkowitemi* lub *częściowemi*.

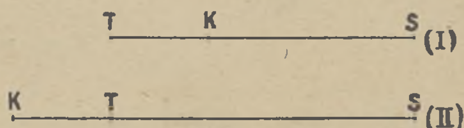
Zaćmienia księżyca zachodzą tylko w czasie pełni, zaćmienia słońca tylko w czasie nowiu. Już te dwie okoliczności wskazują na to, iż istnieje ścisła zależność pomiędzy zaćmieniami a względnem położeniem słońca, księżyca i ziemi. Dalsze spostrzeżenia stwierdziły, że zaćmienia — czy to słońca, czy księżyca — zachodzą tylko wtedy, gdy księżyc znajduje się w bliskości jednego ze zwoich węzłów, t. j. w bliskości ekliptyki, albo też w samej płaszczyźnie ekliptyki. Że zaś w czasie zaćmień jest też zawsze nów lub pełnia, t. j. księżyc znajduje się w połączeniu lub w opozycji ze słońcem, więc wynika stąd, że w czasie zaćmień środki

słońca ziemi i księżyca leżą na jednej linji prostej ściśle, albo przynajmniej w przybliżeniu.

Spostrzeżenia te całkowicie wyjaśniają przyczynę zaćmień. Niechaj będą (ryc. 48) T, K i S ziemia, księżyc i słońce na jednej linji prostej. W położeniu (I) księżyc K znajduje się dla ziemi w połączeniu ze słońcem, a więc jest nów, a że znajduje się on w tym samym kierunku co S, więc zasłania sobą słońce: zachodzi zaćmienie słońca. W położeniu (II) księżyc znajduje się w opozycji ze słońcem, jest więc pełnia. Ale między księżycem a słońcem znajduje się ziemia, która nie dopuszcza promieni słonecznych do księżyca: zachodzi więc zaćmienie księżyca.

Gdyby droga księżyca przypadała w płaszczyźnie ekliptyki, to w czasie każdego nowiu zachodziłoby zaćmienie słońca, a w czasie każdej pełni zaćmienie księżyca. Że zaś droga księżyca jest względem ekliptyki nachylona, a nów i pełnia mogą przypadać we wszystkich częściach drogi, więc zazwyczaj w czasie nowiu i pełni ziemia, księżyc i słońce nie leżą na jednej linji prostej. Jednakże istnieje okres, po którym dana faza księżyca zachodzi znowu w danej odległości księżyca od węzła.

Przypuśćmy, że w pewnej epoce pełnia księżyca zaszła w czasie przejścia księżyca przez węzeł wstępujący. Następne więc przejście księżyca przez węzeł zaszło po upływie miesiąca smoczego od tej chwili, mającego 27.212 dni (ust. 38) następna zaś pełnia zaszła po upływie miesiąca synodycznego, mającego 29.531 dni (ust. 40); pełnia ta przypadła więc w 2.319 dni po przejściu księżyca przez węzeł wstępujący. W każdym następnym miesiącu pełnia przypadać będzie w coraz większej odległości od węzła. Pełnia w czasie przejścia księżyca przez węzeł wstępujący zajść może dopiero po takim okresie czasu, w którym mieści się całkowita liczba miesięcy smoczych oraz miesięcy synodycznych. Łatwo się przekonać, że 242 miesiące smocze równają się prawie ściśle 223 miesiącom synodycznym, a więc 223-cia zkolei pełnia przypadnie na 242-gie zkolei przejście księżyca przez węzeł.

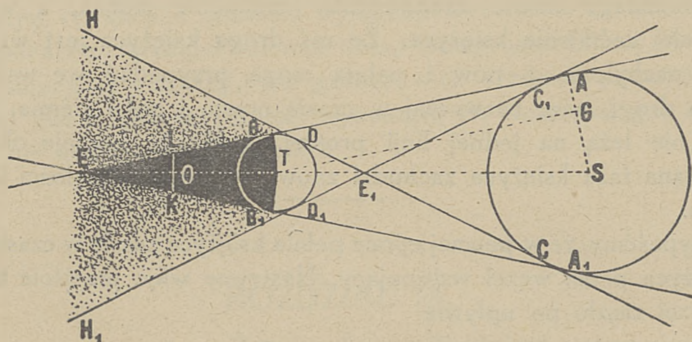


Ryc. 48.

Okres wyżej przytoczony, wynoszący 6585 dni, czyli 18 lat 11 dni, znany już był starożytnym Babilończykom, którzy mu też nadali nazwę *saros*. Znając ten cykl oraz datę jakiegoś zaćmienia, można wyznaczyć wszystkie tej dacie odpowiadające inne zaćmienia, dodając do owej daty lub odejmując od niej wielokrotność sarosu. Na podstawie tych

okresów już w bardzo odległej starożytności kapłani chaldejscy przepowiadali zaćmienia księżyca i słońca.

71. Zaćmienia księżyca. Zaćmienia księżyca, jak to było powiedziane, zachodzą wtedy, gdy księżyc znajduje się na przedłużeniu linji prostej, łączącej środek słońca ze środkiem ziemi, lub też blisko tej linji. Bliższe szczegóły zjawiska wypływają z ryciny 49. Niech będzie S środek słońca, T środek ziemi. Styczne zewnętrzne AB i A_1B_1 do powierzchni słońca i ziemi określają *stożek pełnego cienia* BEB_1 poza ziemią; z punktów, leżących wewnątrz tego stożka, tarcza słoneczna widziana być nie może, ani też promienie słońca do tego stożka przeniknąć nie mogą.



Ryc. 49.

Prowadząc styczne wewnętrzne CD i C_1D_1, określamy *stożek półcienia* H_1E_1H. Z punktów, wewnątrz tego stożka zawartych, a leżących poza ziemią i nazewnątrz stożka pełnego cienia, widziana być może tylko część tarczy słonecznej; to znaczy, że i od słońca do danego punktu wewnątrz tego stożka przenikają tylko promienie tej części tarczy, która z tego punktu widziana być może. Oświetlenie więc przedmiotów w stożku półcienia jest tem słabsze, im bliżej się one znajdują granic jego, określonych przez tworzące HD i H_1D_1. Gdy księżyc pogrąża się w stożku półcienia, jasność jego prawie się nie zmniejsza, dostrzegalne zaćmienie księżyca zachodzi dopiero wówczas, gdy pogrąży się on w stożku pełnego cienia. Wobec tego stożkiem półcienia ziemi nie mamy potrzeby się zajmować.

Aby księżyc mógł ulec zaćmieniu przez pogrążenie się w stożku pełnego cienia, musi odległość jego od ziemi być mniejsza, aniżeli wysokość stożka TE. Wysokość tę łatwo wyznaczyć.

Poprowadźmy promienie słońca i ziemi AS i BT, przechodzące

przez punkty A i B, więc prostopadłe do stycznej EA, oraz prostą TG, równoległą do EA.

Z trójkąta ASE mamy:

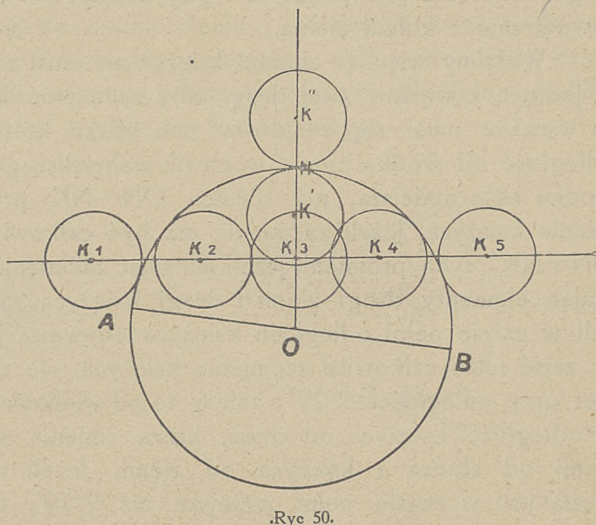
$$ET : TS = AG : GS,$$

$$ET = \frac{TS}{GS} . AG.$$

Podstawiając tu na TS średnią odległość ziemi od słońca 23439 (ust. 67) oraz AG=1, GS=109.5 (ust. 86), otrzymujemy

$$ET = 216.1.$$

Jest to średnia odległość wierzchołka stożka pełnego cienia od środka ziemi, wyrażona w promieniach równika ziemskiego.



.Ryc 50.

Odległość księżyca od ziemi wynosi średnio 60.3 (ustęp 67); widzimy więc, że księżyc może się pogrążyć w stożku pełnego cienia, o ile średnica jego nie jest większa od średnicy koła, według którego stożek cienia przecina płaszczyznę, poprowadzoną prostopadle do jego osi, w odległości księżyca od ziemi. Aby się dowiedzieć, jak wielką jest ta średnica, poprowadźmy w odległości TO = 60.3 od środka ziemi płaszczyznę, prostopadłą do osi stożka ET. Płaszczyzna ta przetnie się z powierzchnią stożka pełnego cienia według koła o promieniu KO = u i jest

$$u = \frac{EO}{ET} = \frac{ET-OT}{ET} = \frac{155.8}{216.1} = 0.72.$$

Ponieważ promień księżyca równa się tylko 0.27 (ust. 97), więc księżyc może się całkowicie pogrążyć w cieniu i nawet dłuższy czas w nim przebywać. Niechaj na rycinie 50 koło o średnicy AB przedstawia przecięcie stożka cienia ziemi płaszczyzną, prostopadłą do jego osi, w odległości księżyca od ziemi. Średnica AB tego koła niechaj przypada w płaszczyźnie ekliptyki, a prosta $K_1K_2...K_5$ niechaj wyobraża

drogę środka księżyca, której część, jak to widzimy na rycinie, przypada w granicach koła cienia. Ponieważ promień księżyca jest znacznie mniejszy od promienia koła cienia, więc księżyc może się pogrążyć w cieniu, chociaż nie znajduje się on ściśle na ekliptyce. Jeszcze w położeniu K′, gdyby księżyc w biegu swoim tylko stykał się wewnętrznie z kołem cienia, zaćmienie byłoby całkowite, aczkolwiek w tym wypadku trwałoby tylko jedną chwilę. Jest to zatem położenie graniczne dla zaćmienia całkowitego. Granicznem zaś położeniem księżyca dla częściowego zaćmienia jest punkt K″, gdy księżyc w swej drodze styka się zewnętrznie z kołem cienia.

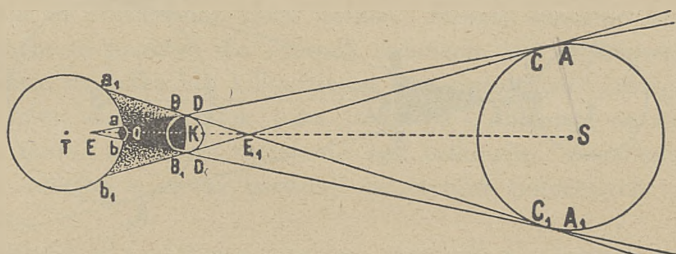
Widzimy więc, że chociaż księżyc nie musi znajdować się dokładnie w jednym z węzłów swej drogi, aby zaćmienie księżyca było możliwe, to wszakże musi się znajdować tak blisko któregoś z nich, aby jego odległość od środka cienia w chwili największego zbliżenia się do tego środka była mniejsza, niż różnica ON—NK′ promienia cienia i promienia księżyca, jeżeli zaćmienie ma być całkowite, a mniejsza od sumy ON+NK″ tych promieni, jeżeli ma zajść zaćmienie częściowe. Uwzględniając elementy drogi ziemi i drogi księżyca, można obliczyć, że jeżeli w czasie pełni odległość księżyca od węzła jest mniejsza niż 4°5′, to zajść musi całkowite zaćmienie księżyca, ale zajść może jeszcze nawet przy odległości 5° 29′: zależy to od wielkości promienia koła cienia w odległości księżyca od ziemi, która zmienia się wraz z odległością ziemi od słońca i księżyca od ziemi. Jeżeli odległość księżyca od węzła jest w czasie pełni mniejsza niż 9° 10′, to musi zajść przynajmniej częściowe zaćmienie księżyca, ale zaćmienie częściowe możliwe jest jeszcze i w większych odległościach księżyca od węzła, aż do odległości 12° 32′. Gdy odległość od węzła jest większa niż 12° 32′, zaćmienie księżyca jest już niemożliwe.

Czas trwania zaćmienia jest oczywiście tem dłuższy, im księżyc jest bliżej węzła, gdyż tem większą cięciwę przebiega środek księżyca wewnątrz koła cienia. Jeżeli węzeł znajduje się w samym środku koła cienia, to księżyc przebiega średnicę tego koła; zaćmienie w tym przypadku nazywa się *centralnem* i trwa najdłużej. Trwanie zaćmienia centralnego może dochodzić do trzech godzin.

Gdy księżyc przebiega drogę K_1...K_5, to początkiem zaćmienia księżyca jest chwila, w której on styka się ze stożkiem cienia ziemskiego, wchodząc do niego, końcem zaś chwila takiegoż zetknięcia przy wyjściu z cienia. K_1 i K_5 przedstawiają położenia księżyca w czasie początku i końca zaćmienia; podobnie K_2 i K_4 są to położenia księżyca w czasie początku i końca całkowitości zaćmienia, a K_3 — w czasie środka zaćmienia, czyli *największej fazy*.

Zaćmienie księżyca jest oczywiście zjawiskiem, które zaczyna się i kończy jednocześnie dla wszystkich punktów powierzchni ziemi. Jest ono też widzialne jednocześnie wszędzie tam, gdzie w czasie zaćmienia księżyc znajduje się nad poziomem.

W czasie zaćmienia księżyc nigdy całkowicie nie znika, lecz wydaje się przykrytym ciemnym gęstym woalem, a posiada zazwyczaj barwę brudno-czerwoną. Że księżyc, pogrążony w stożku pełnego cienia ziemskiego, przecież otrzymuje jeszcze promienie słoneczne, jest to skutkiem refrakcji promieni słonecznych w atmosferze ziemskiei, które po załamaniu przenikają do stożka cienia i oświetlają księżyc. A ponieważ przez atmosferę przechodzą przeważnie tylko promienie czerwone, gdy bardziej łamliwe zostają przez atmosferę pochłonięte (ust. 68), więc też zaćmiony księżyc wydaje się czerwonawym.



Ryc. 51.

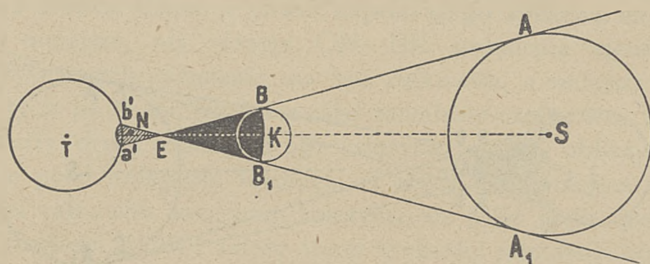
72. Zaćmienia słońca całkowite, częściowe i pierścieniowe. Zaćmienia słońca zachodzą wówczas, gdy księżyc, widziany z ziemi, przypada w tym samym kierunku, co słońce, t. j. gdy zasłania słońce. Niechaj na ryc. 51 oznacza S środek słońca, T środek ziemi, a na prostej TS, łączącej ziemię i słońce, w punkcie K niechaj się znajduje księżyc. Poprowadźmy styczne zewnętrzne do księżyca i słońca AB i A_1B_1, oraz wewnętrzne CD_1 i C_1D; pierwsze określają stożek pełnego cienia, rzucanego przez księżyc, BEB_1, drugie — stożek półcienia $a_1E_1b_1$. Z punktów, zawartych wewnątrz pierwszego stożka, słońce wcale nie jest widzialne, zachodzi tam więc całkowite zaćmienie słońca; z punktów zaś, wewnątrz drugiego stożka leżących, widzialna jest tylko część słońca, zachodzi więc dla tych punktów częściowe zaćmienie słońca.

Z ryciny widzimy, że ziemia w stożku pełnego cienia pomieścić się nie może, gdyż promień jej jest blisko 4 razy większy od promienia księżyca, który wynosi 0.27. Zaćmienie całkowite słońca nie może więc być nigdy widzialne na całej tej półkuli, która ma słońce nad poziomem, jak to zachodzi przy zaćmieniu księżyca. Natomiast na nie-

wielkiej części powierzchni ziemi może zajść zaćmienie całkowite słońca, jeżeli stożek pełnego cienia dosięga powierzchni ziemi; mianowicie zaćmienie jest całkowite wewnątrz koła ab, według którego powierzchnia stożka cienia przecina się z powierzchnią ziemi. Odległość KE wierzchołka stożka cienia od księżyca łatwo wyznaczyć sposobem tym samym, co w przypadku stożka cienia ziemskiego. Oznaczając promień słońca przez R, promień księżyca przez k, a odległość słońca od księżyca przez d, mamy

$$KE = \frac{d}{R-k} \cdot k.$$

Podstawiając k = 0.27, d = 23439 — 60.3, otrzymujemy KE = 58.3 jako średnią odległość wierzchołka stożka cienia od środka księżyca.



Ryc. 52.

Ponieważ odległość środków ziemi i księżyca wynosi średnio 60.3, a zatem odległość powierzchni ziemi od środka księżyca wynosi 59.3, więc KE < KO. Gdy więc księżyc i słońce znajdują się w średniej odległości od ziemi, stożek cienia księżyca nie dosięga powierzchni ziemi. Ale wysokość stożka KE jest zmienna; jak wypływa ze wzoru na KE, jest ona tem większa, im większa jest odległość księżyca od słońca. Z drugiej strony jednakże nawet przy mniejszej wysokości stożek cienia może dosięgnąć powierzchni ziemi, jeżeli odległość księżyca od ziemi KT jest mniejsza od średniej.

Zaćmienie oczywiście obejmuje tem większy obszar, im dalej stożek cienia sięga poza powierzchnię ziemi. Ale księżyc może oddalać się od ziemi na odległość 66' (ust. 62) promieni ziemskich; wtedy stożek pełnego cienia nie dosięga ziemi, nawet gdy wysokość jego jest największa i gdy nów przypada w chwili przejścia księżyca przez węzeł. Przedłużając w przypadku, gdy stożek nie dosięga powierzchni ziemi, stożek ten do przecięcia się z powierzchnią ziemi, widzimy (ryc. 52), że z punktów, wewnątrz tego przedłużonego stożka zawartych (np. z N), księżyc widzialny jest jako rzut na tarczę słoneczną,

której jednakże całkowicie nie pokrywa, pozostawiając niezasłoniętą część zewnętrzną tarczy. Takie zaćmienie nazywa się *pierścieniowem*; widzialne ono jest na powierzchni ziemi we wszystkich punktach, ograniczonych kołem a′b′.

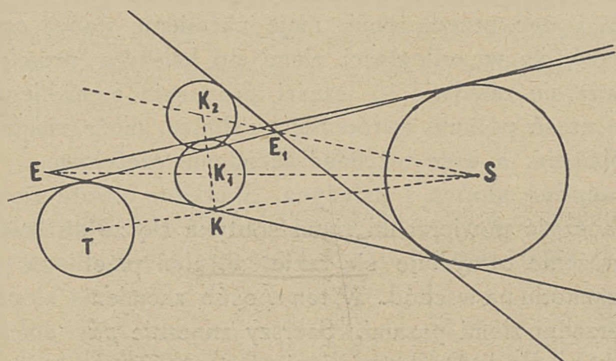
Punkty, zawarte wewnątrz stożka półcienia, a leżące nazewnątrz stożka pełnego cienia i jego przedłużenia, mają zaćmienie słońca *częściowe*. Łatwo obliczyć, że w odległości ziemi od księżyca promień stożka półcienia równa się zaledwie $^1/_4$ części promienia ziemskiego, że więc zawsze tylko część półkuli, zwróconej ku słońcu, może znajdować się w stożku półcienia, a więc też mieć zaćmienie częściowe.

73. Częstość zaćmień słońca i księżyca. Skutkiem obrotu ziemi dokoła osi coraz inna część powierzchni ziemi spotyka się ze stożkami cienia księżyca, a wrażenie otrzymuje się takie, że cień przebiega po powierzchni ziemi z zachodu na wschód. W ten sposób zaćmienia słońca przebiegają na powierzchni ziemi pasami. Szerszy znacznie *pas półcienia* obejmuje te punkty, dla których zaćmienie jest częściowe, węższy zaś, zaledwie na kilka lub kilkadziesiąt km, szeroki *pas pełnego cienia*, zajmuje mniej więcej środek pasa półcienia i obejmuje tę część powierzchni ziemi, na której zaćmienie jest całkowite. Zaćmienie rozpoczyna się kolejno w coraz bardziej na wschód położonych punktach tego pasa.

Podobnie jak zaćmienia księżyca, zaćmienia słońca zachodzić mogą także wówczas, gdy księżyc w czasie nowiu nie znajduje się ściśle w węźle; wystarczy, gdy znajduje się on w pewnej niezbyt wielkiej odległości od węzła. Graniczne bowiem położenie księżyca nazewnątrz ekliptyki, przy którem zaćmienie całkowite przestaje być możliwem, jest to, gdy stożek pełnego cienia księżyca jest styczny do powierzchni ziemi. Graniczne zaś położenie dla zaćmienia częściowego zachodzi wtedy, gdy stożek półcienia jest styczny do powierzchni ziemi. Dwa te krańcowe położenia księżyca przedstawione są przez K_1 i K_2 na ryc. 53. Prosta TS, łącząca środek ziemi ze środkiem słońca, leży w ekliptyce, a więc odcinki $K_1 K$ i $K_2 K$ przedstawiają krańcowe dla zaćmień słońca odległości księżyca od ekliptyki.

Znając odległość księżyca od ziemi i ziemi od słońca, oraz rozmiary słońca, ziemi i księżyca, można obliczyć, w jakich odległościach od węzłów owe krańcowe odległości księżyca od ekliptyki zachodzą. Są to oczywiście ilości zmienne wobec zmiennej odległości księżyca i słońca od ziemi. Z rachunków wynika, że zaćmienie słońca całkowite lub pierścieniowe zajść musi, gdy w czasie nowiu odległość księżyca od jednego z węzłów jest mniejsza niż $9^0\,43'$, ale zajść jeszcze może, gdy odległość od węzła nie przekracza $12^0\,18'$. Zaćmienie słońca czę-

ściowe zachodzi zawsze, gdy w czasie nowiu odległość od jednego z węzłów jest mniejsza niż $14^0\ 51'$, ale zajść jeszcze może przy odległości $18^0\ 43'$. Gdy odległość księżyca od węzła przekracza $18^0\ 43'$, zaćmienie słońca jest już niemożliwe.



Ryc. 53.

Z porównania liczb powyższych z odpowiedniemi liczbami, odnoszącemi się do zaćmień księżyca (ust. 71), widzimy, że ostatnie są mniejsze. Ponieważ największa odległość od węzła, w której zajść może zaćmienie księżyca, wynosi tylko $12^0\ 32'$, a zaćmienie słońca zajść może jeszcze w odległości $18^0\ 43'$, więc zaćmienia słońca zdarzają się $\frac{18^0\ 43'}{12^0\ 32'} = 1.5$ razy częściej, niż zaćmienia księżyca. Średnio więc na dany okres czasu przypadają 3 zaćmienia słońca, a tylko 2 zaćmienia księżyca.

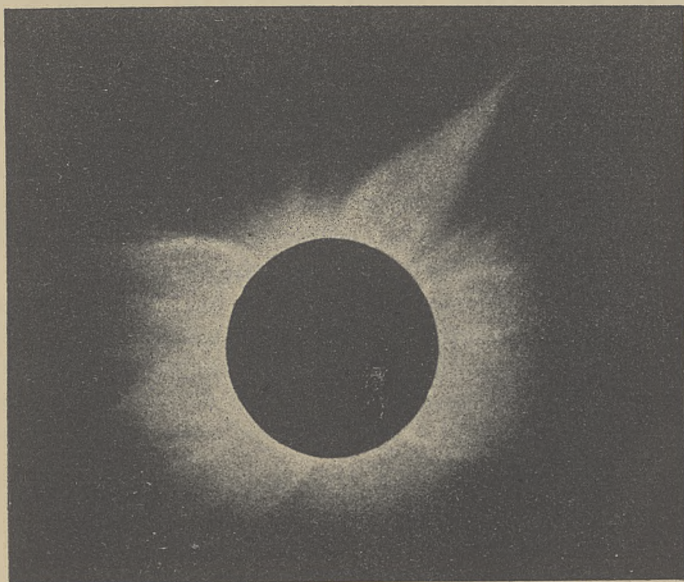
Liczby te wszakże odnoszą się do kuli ziemskiej, jako całości. Dla danego punktu na powierzchni ziemi zaćmienie księżyca jest zjawiskiem o wiele częstszem, niż zaćmienie słońca, ponieważ widzialne ono jest zawsze na całej tej półkuli, która ma księżyc nad poziomem; zaćmienie słońca natomiast zawsze obejmuje tylko stosunkowo wąski pas, a tylko w bardzo wąskiej środkowej strefie tego pasa zaćmienie bywa całkowite.

74. Znaczenie zaćmień słońca dla poznania przyrody słońca. Całkowite zaćmienia słońca trwają zazwyczaj bardzo krótko, a w warunkach najdogodniejszych trwanie nie przekracza 7 minut. Sprawiają one na widzach potężne wrażenie, gdy zamiast słońca zawisa na sklepieniu niebieskiem ciemna tarcza księżyca.

Pomimo to ciemność w czasie zaćmienia nie jest zupełna, gdyż poza brzegami tarczy księżyca ukazują się utwory słoneczne, w zwykłych warunkach niewidzialne z powodu ich stosunkowo małej jasności w porównaniu z tarczą słoneczną i oświetlonem tłem nieba, mianowicie t. zw. *protuberancje* i *korona słoneczna* (ust. 90—92). Ryc. 54

przedstawia zaćmienie słońca d. 8 sierpnia 1896 r. według zdjęcia fotograficznego wykonanego przez Hańskiego.

Obserwacje całkowitych zaćmień słońca mają ważne znaczenie w badaniach budowy słońca. Dzięki zaćmieniom jedynie dowiedziano się wogóle o istnieniu korony słonecznej i protuberancji; gdy wszakże protuberancje później nauczono się obserwować w czasie dowolnym, korona pozostała dotychczas zjawiskiem, widzialnem tylko w czasie zaćmień. Cały szereg zagadnień z dziedziny przyrody słońca oczekuje rozwiązania, które może być osiągnięte tylko przez obserwacje całkowitych zaćmień słońca, o czem obszerniej będzie mowa w roz-



Ryc. 54.

dziale XI. Dlatego to nieliczne chwile całkowitych zaćmień słońca są nadzwyczaj cenne i uczeni nie szczędzą ofiar, aby te chwile z pożytkiem wyzyskać. Do najdalszych zakątków ziemi, jeżeli tylko dostęp do nich jest możliwy i warunki obserwacji wydają się dogodnemi, udają się ekspedycje naukowe, a olbrzymi materjał obserwacyjny, zebrany dotąd w czasie zaćmień, świadczy najlepiej, jak pożytecznemi dla nauki były poniesione trudy.

75. **Zjawiska, pokrewne zaćmieniom.** Prócz zaćmień słońca i księżyca istnieje szereg zjawisk, z natury swojej do tych zjawisk zbliżonych. Należą do nich przedewszystkiem przejścia planet dolnych, Mer-

kurego i Wenery, przed tarczą słoneczną. Przejścia te zachodzą wówczas, gdy planety te w czasie dolnego połączenia ze słońcem znajdują się w jednym z węzłów swych dróg lub też w ich bliskości. Zjawiska te powtarzają się okresowo, mianowicie przejścia Merkurego dość często, bo przecięciowo 13 razy na 100 lat, przejścia zaś Wenery tylko 4 razy w ciągu 243 lat, w odstępach 8, $105^1/_2$, 8 i $121^1/_2$ lat. Przejścia Wenery, jak widzieliśmy (ust. 67), obserwuje się w celu wyznaczenia paralaksy słońca.

Dalej, do zjawisk pokrewnych zaćmieniom należą zakrycia gwiazd lub planet przez księżyc, oraz zakrycia gwiazd przez planety. Obserwacje zakryć gwiazd przez księżyc czynione są głównie w celu wyznaczenia długości geograficznej miejsc obserwacji, albo też w celu dokładnego pomiaru promienia księżyca. Prócz tego wszystkie wspomniane zjawiska mają znaczenie w badaniach atmosfer planet i księżyca.

Prócz zaćmień naszego księżyca obserwować można jeszcze zaćmienia księżyców innych planet, mianowicie księżyców Jowisza i Saturna. Zaćmienia księżyców Jowisza są zjawiskami bardzo częstemi, ponieważ stożek cienia Jowisza, jako największej planety układu, jest bardzo długi i księżyce jego w czasie każdego widzianego z nich połączenia Jowisza ze słońcem ulegają zaćmieniu. Są to zjawiska, zachodzące jednocześnie dla wszystkich punktów ziemi, z których je obserwować można, i dlatego nadają się do wyznaczania różnicy długości geograficznej miejsc obserwacji.

ROZDZIAŁ X.

Gwiazdy stałe.

76. Odległość gwiazd. Układ słoneczny tworzy pewną całość, której oddzielne części związane są ze sobą siłą ciążenia powszechnego. Ponieważ ziemia stanowi jedną z brył tego układu, więc ruchy własne czy też paralaktyczne innych ciał układu są z łatwością z niej dostrzegalne, one też przedewszystkiem były przedmiotem badań astronomicznych. Wielu wieków wszakże było potrzeba, aby dojść do pojęcia układu słonecznego, wyznaczyć w nim stanowisko ziemi oraz innych ciał, a wreszcie poznać prawa, rządzące ruchami w tym układzie.

Dopiero znając ruch ziemi, można było na podstawie znikomości paralaksy rocznej (ust. 31) gwiazd zdobyć pewne pojęcie o ich odległościach i przekonać się, jak drobnemi są rozmiary naszego układu w stosunku do tych odległości, aczkolwiek długość średnicy drogi najodleglejszej planety Neptuna wynosi blisko 9 miljardów kilometrów.

Podobnie, jak podstawą pomiaru odległości ciał naszego układu planetarnego jest paralaksa dzienna (ust. 66), tak podstawą wyznaczania odległości gwiazd jest paralaksa roczna, t. j. kąt, pod którym z odległości gwiazdy widzialna jest jednostka planetarna. Gdy przez π oznaczymy paralaksę roczną gwiazdy, a przez Δ odległość jej, wyrażoną w jednostkach planetarnych, to pomiędzy π a Δ zachodzi związek taki sam, jak pomiędzy paralaksą dzienną a odległością, wyrażoną w promieniach równika ziemskiego. Wyraża go wzór (19)

$$\Delta = \operatorname{cosec} \pi.$$

Ponieważ π jest bardzo małym kątem, więc można zawsze przyjąć

$$\sin \pi = \pi \sin 1'' = \frac{\pi}{206265},$$

a więc też

$$\Delta = \operatorname{cosec} \pi = \frac{1}{\sin \pi} = \frac{206265}{\pi}.$$

Widzimy stąd, że gdyby paralaksa roczna gwiazdy wynosiła $1''$, to gwiazda ta byłaby odległą od nas o 206265 jednostek planetarnych.

W rzeczywistości tak wielkiej paralaksy nie posiada żadna gwiazda. Największą paralaksę znaną posiada gwiazda półkuli południowej α Centaura, mianowicie $0''.75$. Odległość jej wynosi więc $\Delta = \frac{206265}{0.75} = 275000$ j. pl. Stosowane obecnie metody i środki obserwacji pozwalają jeszcze wyznaczyć paralaksę roczną, gdy wynosi ona co najmniej $0''.02$; pomimo to gwiazd, których paralaksę przez pomiar bezpośredni stwierdzić zdołano, jest zaledwie kilkaset.

W celu uniknięcia wielkich liczb odległości gwiazd wyrażamy w większych jednostkach, aniżeli jednostka planetarna, mianowicie w latach światła. *Rokiem światła* nazywamy drogę, którą światło przebiega w ciągu roku. Znając długość roku w sekundach i prędkość światła, łatwo obliczyć, że rok światła równa się 63308 jedn. pl. Odległość gwiazdy α Centaura wynosi więc 4.3 lat światła, a najdalsze gwiazdy, których paralaksę jeszcze wymierzyć można, znajdują się w odległości 160 lat światła.

Do najbliższych gwiazd, prócz α Centaura, należą: Syrjusz, Procjon, ε Erydanu, τ Wieloryba, 61 Łabędzia, ε Indusa, Atair. Paralaksy ich mają odpowiednio wartość: $0''.38$, $0''.33$, $0''.32$, $0''.31$, $0''.30$, $0''.25$ i $0''.23$, a odległości 8.7, 10, 10.3, 10.7, 11, 13.2, 14.3 lat

światła. Inne gwiazdy mają paralaksy mniejsze niż 0''.20, a więc odległość większą niż 16 lat światła.

Odległość gwiazd w ogólności jest znacznie większa, niż 160 lat światła, i wynosi setki, tysiące i dziesiątki tysięcy lat światła. Cały nasz układ planetarny, gdyby mógł być widziany z gwiazd, wydawałby się drobiazgiem mniejszym, aniżeli którakolwiek z planet dla obserwatora ziemskiego. Oczywiście z tak wielkich odległości tylko ciała, posiadające własne światło, widziane być mogą; z ciał naszego układu widziane mogłoby być tylko słońce — i to w tej samej postaci, w jakiej my widzimy gwiazdy, t. j. też jako gwiazda. Stąd odwrotnie wnioskować możemy, że gwiazdy są to bryły, świecące własnem światłem, z natury swej i rozmiarów podobne do słońca, że są to, jednem słowem, odległe słońca. Jeżeli dokoła tych słońc krążą bryły ciemne, podobne do planet naszego układu, co jest możliwe, to dostrzec ich nie jesteśmy w stanie.

77. Migotanie gwiazd. Iradjacja. Gwiazdy można odróżnić od większych planet już na podstawie ich żywego, w bliskości horyzontu silnie migocącego światła, gdy światło planet jest zawsze równe i spokojne. Przyczyną tego *migotania* czyli *scintilacji* gwiazd jest atmosfera ziemska, w której promienie rozszczepiają się i podlegają interferencji. Interferencji tej podlega tylko światło gwiazd stałych, ponieważ wielkość kątowa ich średnic, obserwowanych z ziemi, jest znikoma, i obrazy gwiazd powinnyby przedstawiać się jako punkty świetlne. U planet, które widzialne są jako małe tarcze, i świecą światłem odbitem, zjawisko migotania nie występuje.

Że jasne gwiazdy przedstawiają się nam w istocie nie jako punkty, lecz jako drobne tarcze, szczególnie gdy patrzymy na nie oczyma nieuzbrojonemi, również to przypisać należy głównie atmosferze ziemskiej, mianowicie szybko zmiennemu wpływowi refrakcji atmosferycznej, oraz zjawisku *iradjacji*, polegającemu na tem, że jasne przedmioty na ciemnem tle wydają się nam większemi. Widziane przez teleskop gwiazdy, tem się różnią od planet, że planety przedstawiają się jako mniejsze lub większe tarcze, w zależności od powiększenia, które zostało zastosowane, gwiazdy zaś nawet przy najsilniejszych powiększeniach pozostają punktami. Im soczewka lunety jest doskonalsza, tem bardziej obraz gwiazdy zbliża się do idealnego punktu, co jest okolicznością nader ważną, umożliwiającą dokładne pomiary pozycyj gwiazd.

78. Jasność i barwa gwiazd. Porównywając między sobą gwiazdy, stwierdzamy, że jasność ich jest rozmaita. W astronomji przyjęty jest podział gwiazd ze względu na ich jasność na t. zw. *wielkości*.

Podział gwiazd według wielkości pochodzi jeszcze z czasów sta-

rożytnych i został nam przekazany w katalogu gwiazd Ptolemeusza. Najjaśniejsze gwiazdy zaliczone tam zostały do 1 wielkości, najdrobniejsze zaś do 6-ej, pozostałe do wielkości pośrednich od 2-ej do 5-ej.

Wielkość oczywiście znajduje się w ścisłym związku z jasnością. Jaki jest ten związek, wykazały dopiero precyzyjne pomiary fotometryczne nowszych czasów; wyznaczony też został stały stosunek jasności dwóch gwiazd, których wielkość różni się o 1. Gdy mianowicie przez E_n i E_{n+1} oznaczymy jasności gwiazd, których wielkości są odpowiednio n i n+1, to przyjmuje się

$$\log \frac{E_n}{E_{n+1}} = 0.4$$

a więc $\frac{E_n}{E_{n+1}} = 2.512....$ W ogóle dla dwóch gwiazd, których wielkości są m i n znajdujemy

$$\log \frac{E_m}{E_n} = 0.4\ (n-m) \quad \dots\dots\dots\dots \quad (20)$$

Wzór ten pozwala wyznaczyć stosunek jasności dwóch gwiazd, których wielkość jest znana, i odwrotnie, znaleźć różnicę wielkości dwóch gwiazd, których stosunek jasności jest znany. Tak np. dla m=1, n=6 otrzymujemy:

$$\log \frac{E_1}{E_6} = 0.4 \times 5 = 2.0, \quad \frac{E_1}{E_6} = 100.$$

Widzimy, że gwiazda 1 wielkości jest 100 razy jaśniejsza od gwiazdy 6 w.

Przy takim wyborze stopnia skali oczywiście wielkości nie będą się wyrażały zawsze przez liczby całkowite, ale też przez wszystkie liczby pośrednie, stosownie do wartości stosunków jasności, które mogą być bardzo rozmaite.

Aby móc każdą jasność umieścić w skali wielkości, trzeba jeszcze obrać jakiś początek skali. Początek taki określa np. skala obserwatorjum Harvarda w ten sposób, że dla gwiazdy polarnej, α Niedźwiedzicy małej, przyjmuje wielkość 2.15. Skala ta obecnie jest powszechnie przyjęta.

Według tej skali pośród gwiazd, zaliczanych dawniej do 1 wielkości, przeważna część ma wielkości, przypadające między 0 a 1, a dwie mają wielkości ujemne; mianowicie Syrjusz ma wielkość (— 1.5), a Canopus (w Okręcie Argo) (— 0.9). Skala ta naturalnie nie kończy się na wielkości 6, lecz rozciąga się też na gwiazdy teleskopowe, z których najdrobniejsze, jeszcze przez najsilniejsze lunety widzialne, zaliczają się do 22-ej w. Ze wzoru (20) wypływa, że

$$\log \frac{E_0}{E_{22}} = 8.8, \text{ a więc } \frac{E_0}{E_{22}} = 630.000.000 \text{ (okrągło).}$$

To znaczy, że 630.000.000 gwiazd 22-ej wielkości daje tyle światła, co 1 gwiazda 0-ej wielkości.

Nie tylko ilością światła, przesyłanego nam, ale i jakością tego

światła, różnią się między sobą gwiazdy. Te jakościowe różnice objawiają się przez różne barwy, które u gwiazd obserwować można.

Najliczniejsze są gwiazdy białe. Od barwy białej aż do jaskrawo czerwonej, jakiem jest światło np. gwiazdy Antaresa, można stwierdzić nieprzerwany szereg barw pośrednich: żółtą, pomarańczową, ceglastą etc.

Na szczególną uwagę zasługują barwy składowych w układach gwiazd podwójnych. Tu, prócz żółtych, pomarańczowych i czerwonych, występują gwiazdy zielone i niebieskie różnych odcieni. Barwy gwiazd w układach często sprawiają wrażenie barw dopełniających, przyczem mniejsza składowa ma barwę promieni o krótszej fali, większa zaś składowa barwę promieni o dłuższej fali. Różnica barw jest tem większa, im większa jest różnica jasności.

Barwy gwiazd w ogólności znajdują swe wyjaśnienie w różnicach widma i są ściśle związane z ich ewolucją; różnobarwność składowych gwiazd podwójnych jest jednakże zjawiskiem dotąd niewyjaśnionem.

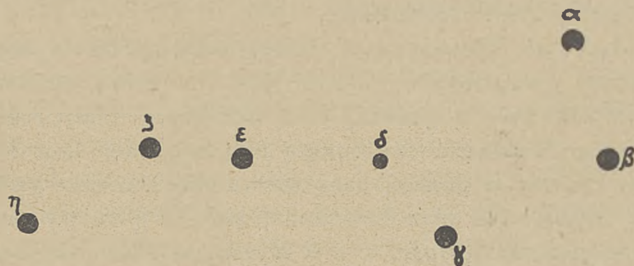
79. Gwiazdozbiory. Celem łatwiejszej orjentacji pośród gwiazd wszystkie one zaliczone zostały do pewnych gwiazdozbiorów czyli konstelacji (ust. 26). Najjaśniejsze gwiazdy gwiazdozbiorów są oznaczane kolejnemi literami alfabetu greckiego według zmniejszającej się jasności. Są też w użyciu dla oznaczenia gwiazd litery łacińskie lub liczby, oznaczające miejsce gwiazd w katalogach. Niektóre gwiazdy, mianowicie najjaśniejsze, posiadają swoje własne nazwy, nadane im w przeważnej części przez Greków i Arabów.

Orjentowanie się na niebie nie jest rzeczą trudną i w krótkim czasie można przy pewnej cierpliwości dojść do znacznej wprawy. Najdogodniej rozpoczynać naukę, biorąc za podstawę w szukaniu gwiazd powszechnie znany gwiazdozbiór *Wielką Niedźwiedzicę*, którego część najbardziej charakterystyczną tworzy siedm gwiazd, rozmieszczonych w sposób, przedstawiony na rycinie 55; obok gwiazd podane są tu litery greckie, któremi te gwiazdy są oznaczane. Gwiazdozbiór ten nazywany też bywa *Wielkim Wozem*, w którym gwiazdy α, β, γ i δ są *kołami*, gwiazdy zaś ε, ζ, η tworzą *dyszel*. Wszystkie te gwiazdy są 2-ej wielkości z wyjątkiem δ, która jest 3-ej wielkości.

Gdy przez tylne koła (α, β) w kierunku od β do α poprowadzimy na niebie łuk, to w odległości, równej pięciokrotnej długości łuku $\alpha\beta$, znajdziemy na nim gwiazdę drugiej wielkości α *Niedźwiedzicy Małej*, która, jak wiemy (ust. 6), znajduje się bardzo blisko bieguna północnego i przeto jest naszą gwiazdą biegunową lub polarną. Zakreśla ona na niebie tylko bardzo małe koło, tak że wydaje się nieruchomą. Gwiazdozbiór Niedźwiedzica Mała jest z kształtu bardzo podobny do Niedźwiedzicy Wielkiej, ale jest od niego znacznie mniej wybitny, gdyż tylko gwiazda α, która

co do położenia w tym gwiazdozbiorze odpowiada gwieździe η Niedźwiedzicy Wielkiej, oraz jedno z tylnych kół są 2-ej wielkości, pozostałe zaś gwiazdy są 3-ej, 4-ej i 5-ej wielkości.

Po drugiej stronie gwiazdy biegunowej, naprzeciw dyszla Wielkiego Wozu, znajduje się gwiazdozbiór *Kasjopea* w kształcie spłaszczo-



Ryc. 55.

nej litery W. Na lewo od Kasjopei leży półkolisty, obfity w gwiazdy *Perseusz,* a dalej gwiazdozbiór *Woźnica,* który zwraca uwagę żółtawą gwiazdą 1-ej. wielkości, zwaną *Capella* czyli *Koza.*

Prowadząc linję przez gwiazdy dyszla Wielkiego Wozu i przedłużając ją, spotykamy na przedłużeniu najprzód jasną gwiazdę pomarańczową *Arktura,* czyli α gwiazdozbioru *Wolarza,* a dalej białą gwiazdę 1-ej wielkości, α gwiazdozbioru *Panny,* zwaną *Spica* lub *Kłos.* Sąsiednim gwiazdozbiorem na Wschód od Wolarza jest *Korona Północna,* której 6 najjaśniejszych gwiazd tworzy półkole, wypukłą stroną zwrócone ku Arkturowi; środkowa gwiazda 2-ej wielkości jest to α Korony, która nazywa się *Gemma* lub *Gnosia.* Łuk, poprowadzony przez Arktura i najbardziej na północ położoną gwiazdę Korony, przechodzi przez świetną białą gwiazdę 1-ej wielkości *Wegę,* α gwiazdozbioru *Lutni;* na drodze zaś między Lutnią a Koroną znaczny obszar nieba zajmuje gwiazdozbiór *Herkules.* W sąsiedztwie Lutni łatwo dostrzec gwiazdozbiór *Łabędzia,* zwracający uwagę swym kształtem krzyża. Na południe od Łabędzia i Lutni dostrzegamy 3 gwiazdy, leżące prawie na jednej linji, z których środkowa jest 1-ej wielkości. Jest to *Orzeł,* którego środkowa gwiazda, α Orła, nazywa się *Atair.*

Prowadząc łuk od gwiazdy biegunowej przez Kasjopeję, natrafiamy na gwiazdozbiór *Andromedę,* którego częścią najwybitniejszą są trzy gwiazdy, tworzące linję łamaną; ostatnia z tych gwiazd jest wierzchołkiem wielkiego czworokąta, rozciągającego się bardziej ku południowi, który jest częścią gwiazdozbioru *Pegaza.*

Linja, przecinająca Perseusza w kierunku od środka Kasjopei, przechodzi przez gwiazdozbiór *Byka,* którego najjaśniejsza gwiazda

1-ej wielkości, *Aldebaran*, zwraca uwagę swą czerwoną barwą. W części gwiazdozbioru Byka między Aldebaranem a Perseuszem znajduje się ogólnie znana grupka, złożona z 7 gwiazd, zwana *Plejadami*, a popularnie *Kwoczką* lub *Babami*. Inna grupa gwiazd w postaci rzymskiej cyfry V, której podstawą jest Aldebaran, również do Byka należąca, ma nazwę *Hyjady* czyli *Dżdżownice*.

Łuk, idący od Plejad przez Aldebarana, przecina najbogatszy w jasne gwiazdy gwiazdozbiór *Orjona*. Jest to wielki czworokąt, którego 2 wierzchołki tworzą gwiazdy 1-ej wielkości, biały *Rigel* i czerwona *Betelgeuze*. Wewnątrz czworokąta leżą w jednej linji 3 gwiazdy, tworzące *pas Orjona*, a poniżej pasa znowu trzy mniejsze gwiazdy stanowią *miecz Orjona*. Na przedłużeniu linji pasa Orjona leży najjaśniejsza ze wszystkich gwiazd, *Syrjusz*, t. j. *α Wielkiego Psa*, na przedłużeniu zaś północnego boku czworokąta Orjona leży gwiazda *α Małego Psa*, zwana *Procjonem*, a dalej gwiazda *Regulus*, t. j. *α Lwa*.

Łuk, poprowadzony przez gwiazdy Betelgeuze i Rigel, przechodzi przez gwiazdozbiór *Bliźniąt*, w którym najjaśniejsze są dwie gwiazdy, biały *Kastor* i żółtawy *Poluks*.

Przytoczone tu wskazówki umożliwiają tylko bardzo powierzchowne poznanie gwiaździstego nieba. W celu dokładniejszego poznania należy gwiazdy wyszukiwać według map nieba. Ułatwiają znakomicie poznanie gwiazd i konstelacyj mapy ruchome, które tak można ustawić, iż uwidoczniają tylko te gwiazdy, które w danej chwili widzialne są nad horyzontem. Taka polska mapa nieba opracowana została przez autora tej książki. Stanowi ona niezbędne uzupełnienie podręcznika kosmografji.

80. Liczba gwiazd. Spoglądając na niebo, otrzymujemy wrażenie, że liczba gwiazd jest tak olbrzymia, iż policzenie ich jest zadaniem, przekraczającem siły ludzkie. Jest to złudzenie, które pierzcha, gdy w istocie podejmiemy się gwiazdy policzyć. Okazuje się, że wszystkich gwiazd, widzialnych gołem okiem, jest na całem niebie około 5700, że więc na półkulę, widzianą w danej chwili nad poziomem, przypada niespełna 3000 gwiazd.

Jeżeli chodzi o gwiazdy teleskopowe, to dokładne policzenie ich w istocie jest niemożliwe, w przybliżeniu wszakże można ich liczbę wyznaczyć na podstawie przybliżonego prawa, według którego wzrasta liczba gwiazd wraz z wielkością. Statystyka wykazuje gwiazd 1-ej wielkości 20, 2-ej — 51, 3-ej — 200, 4-ej — 595, 5-ej — 1213, 6-ej — 3640 i t. d. Aż do 9-ej wielkości wszystkie gwiazdy w istocie są policzone i skatalogowane, a wynika z tych katalogów, że przecięciowo liczba gwiazd danej wielkości jest 3.46 razy większa od liczby gwiazd po-

przedniej wielkości; liczba zaś wszystkich gwiazd, aż do danej wielkości, jest 3.6 razy większa od liczby gwiazd wszystkich, aż do poprzedniej wielkości. Stosując to prawo także do gwiazd teleskopowych i przyjmując 5719, jako liczbę gwiazd do 6-ej wielkości włącznie, otrzymujemy 5719×3.6 gwiazd pierwszych 7-iu wielkości, 5719×3.6^2 gwiazd 8-iu wielkości i t. d., i 5719×3.6^{16} jako ogólną liczbę wszystkich gwiazd, przez najpotężniejsze teleskopy widzialnych.

Naturalnie nie mamy możności stwierdzić, czy powyższe prawo wzrostu liczby gwiazd z wielkością sięga aż do najmniejszych gwiazd. Pewne dane przemawiają za tem, że począwszy od 13-ej wielkości liczba gwiazd jest mniejsza, niżby z tego prawa wynikało.

81. Ruch gwiazd. Nazwa „gwiazd stałych" powstała w celu odróżnienia ich od planet, t. j. gwiazd ruchomych. Ta stałość wszakże jest tylko względna; w istocie bowiem nie może być nieruchomości w przestrzeni, w której panuje prawo Newtona. Nie znaczy to, iż ruchy gwiazd koniecznie są wynikiem tylko wzajemnego ich przyciągania. Mogą one być w związku z pierwotnemi warunkami, w których gwiazdy się tworzyły, a zostały zachowane dotąd prawem bezwładności. W każdym razie ruchy gwiazd, gdyby nawet były bardzo szybkie, przy olbrzymich odległościach gwiazd muszą się wydawać nadzwyczaj powolnemi.

W istocie nie dostrzegamy zmian konfiguracji gwiazdozbiorów w ciągu bardzo długich okresów czasu. Jednakże ścisłe pomiary pozycyj gwiazd wykazują pewne różnice, gdy pomiary te pochodzą z dostatecznie odległych od siebie czasów. Różnice te tylko ruchowi własnemu gwiazd przypisać można. W ten sposób oczywiście stwierdza się tylko t. zw. *ruchy kątowe* gwiazd, będące rzutami rzeczywistego ruchu przestrzennego na pozorne sklepienie niebieskie. Tylko w tych przypadkach ruch kątowy jest całkowitym ruchem gwiazdy, gdy kierunek ruchu jest do promienia widzenia prostopadły; gdy zaś ruch gwiazdy odbywa się w kierunku promienia widzenia, gwiazda wydać się musi całkiem nieruchomą.

Aby, znając ruch kątowy, można było poznać rzeczywistą prędkość ruchu gwiazdy, musi być znana jeszcze jej paralaksa, określająca odległość, oraz druga spółrzędna, przypadająca w kierunku promienia widzenia. Pozatem każdy obserwowany ruch gwiazdy zawiera też jedną składową, stanowiącą paralaktyczne odzwierciedlenie ruchu naszego układu słonecznego w przestrzeni, którą należy z ruchu obserwowanego wydzielić (ust. 82).

Ruch w kierunku promienia widzenia stał się dostępnym badaniu dzięki zastosowaniu zasady Dopplera, której wyjaśnienie podane

będzie później (ust. 85). Wspomniana metoda badania jest bardzo owocną, ponieważ do wyznaczenia prędkości ruchu znajomość odległości jest zbyteczną.

Największą prędkość kątową posiada gwiazda 9.4 w. w gwiazdozbiorze Wężownika, ruch jej roczny wynosi 10″.3. Drugą z kolei jest gwiazda 8-mej wielkości, leżąca w półkuli południowej, oznaczona jako Cordoba 5^h.243, mająca prędkość kątową 8″.7. Trzecie miejsce dopiero zajmuje obecnie gwiazda 6.5 wielkości 1830 Groombr. (t. j. Nr. 1830 katalogu Groombridge'a), która przez długi czas uchodziła za najszybszą, skutkiem czego otrzymała przydomek „velocissima". Przesuwa się ona rocznie na niebie o 7″.05. Z gwiazd najjaśniejszych posiada Arktur ruch roczny 2″.3, Syrjusz 1″.3, Procjon 1″.3; inne gwiazdy 1-ej wielkości posiadają ruch roczny mniejszy niż 1″. Co się tyczy prędkości w promieniu widzenia, to największa dotąd poznana wynosi 383 km na sek.; z taką prędkością zbliża się do nas gwiazda 8.7 w. w gwiazdozbiorze Pegazie, oznaczona jako BD 20^0.5071. Z wielką też prędkością, wynoszącą 242 km na sekundę oddala się od nas wyżej wspomniana gwiazda Cordoba 5^h.243. Z gwiazd 1-ej wielkości zbliżają się ku nam Atair, Wega, Syrjusz, Arktur odpowiednio z prędkościami 33, 15, 8 i 5 km na sekundę, oddalają się zaś od nas Aldebaran, Capella, Spica odpowiednio z prędkościami 55, 30, 2 km na sekundę.

Znając paralaksę roczną gwiazdy, prędkość jej kątową oraz prędkość w promieniu widzenia, można obliczyć jej rzeczywistą prędkość w przestrzeni. Gwiazda, której kątowy ruch własny roczny wynosi s, a paralaksa π, przebiega rocznie drogę $\frac{s}{\pi}$, wyrażoną w jednostkach planetarnych. Wynika stąd prędkość ruchu $v = 4.75 \frac{s}{\pi}$ km na sekundę.

Kierunek ruchu gwiazd w przestrzeni jest najrozmaitszy, i w ogólności dotąd nie można było dostrzec takiej prawidłowości, która kazałaby wnioskować o jakiejś wspólnej przyczynie ruchów gwiazd. Znane są jednakże grupy gwiazd, rozmieszczonych na znacznych obszarach nieba, które poruszają się z jednakową prędkością w tym samym kierunku. Taką grupę tworzą naprzykład gwiazdy β, γ, ε, η i ζ Niedźwiedzicy Wielkiej; inną grupę tworzy większa część gwiazd w Plejadach i t. d. Widać stąd, że pomimo olbrzymich odległości, dzielących poszczególne gwiazdy tych grup, zachodzi pomiędzy niemi przynajmniej ten związek, że przyczyna ich ruchu przestrzennego jest wspólna. Wysnuć stąd się dają ciekawe wnioski kosmogoniczne.

82. Ruch układu słonecznego w przestrzeni. Ponieważ gwiazdy obdarzone są ruchem własnym w przestrzeni, a słońce nasze jest także

jedną z gwiazd, więc nasuwa się stąd wniosek, że i słońce posiada ruch w przestrzeni, w którym też uczestniczą okrążające je planety.

Podobnie, jak ruch ziemi dokoła osi oraz dokoła słońca, tak samo i ruch jej ze słońcem ujawniać się musi przez ruch paralaktyczny wszystkich gwiazd w kierunku przeciwnym ruchowi słońca. Gdyby gwiazdy miały tylko ruch paralaktyczny, spowodowany ruchem układu słonecznego, to kierunek ruchu wszystkich gwiazd byłby jednakowy, a wielkość zakreślonego w danym czasie łuku znajdowałaby się w stosunku odwrotnym do odległości. Różność kierunków ruchu gwiazd świadczy, że zmieniają one miejsce w przestrzeni; ale ten ruch, który obserwujemy, nie określa ani kierunku ani prędkości rzeczywistego ruchu gwiazdy, ponieważ obserwujemy tylko wypadkową ruchu rzeczywistego i paralaktycznego.

Aby zbadać ruch układu słonecznego w przestrzeni, należy w obserwowanym ruchu własnym oddzielić składową ruchu paralaktycznego od drugiej składowej, przedstawiającej ruch rzeczywisty gwiazdy. Zagadnienie to nastręcza ogromne trudności i dokładność otrzymanych dotąd wyników jest niewielka.

Przyjmując, że droga słońca w ciągu długiego czasu może być uważana za linję prostą, chodzi o określenie tych punktów, w których prosta ta przecina się ze sklepieniem niebieskiem. Punkt nieba, ku któremu ruch słońca jest skierowany, jest to *apeks*, a punkt diametralnie przeciwległy — *antiapeks* biegu słońca.

Według przybliżonych wyników spółrzędne apeksu biegu słońca są: $\alpha = 18^h\ 40^m$, $\delta = +35^0$. W kierunku tego punktu, który znajduje się w gwiazdozbiorze Lutni, biegnie układ słoneczny z prędkością około 20 km na sekundę.

83. Gwiazdy podwójne i wielokrotne. Jeżeli na niebie dwie gwiazdy znajdują się tak blisko siebie, że ich odległość kątowa nie przekracza $^1/_2$ minuty, to tworzą one gwiazdę *podwójną*. Takie gwiazdy, jeżeli wogóle można je widzieć gołem okiem, przedstawiają się jako jedna gwiazda; dopiero przy zastosowaniu lunety dość silnej można obie gwiazdy widzieć oddzielnie.

Taka bliskość dwóch gwiazd na niebie nie znaczy bynajmniej, że odległość ich wzajemna w przestrzeni jest także stosunkowo niewielka. Gdy bowiem kierunki ku dwom gwiazdom, nawet bardzo od siebie odległym, tworzą ze sobą bardzo mały kąt, to odległość ich pozorna na niebie wydać się musi bardzo małą, i widzimy je jako gwiazdę podwójną. Gwiazda podwójna tego rodzaju nazywa się *podwójną optyczną*.

Gwiazdy podwójne optyczne istnieją w wielkiej ilości, ale są też i takie podwójne, które składają się z dwóch gwiazd, w istocie bliskich siebie. Wtedy występują wyraźnie objawy wzajemnego ich oddziaływania w ruchach, zgodnych z prawem ciążenia powszechnego. Takie podwójne gwiazdy są więc układami dwóch słońc, obiegających drogi eliptyczne dokoła wspólnego środka ciężkości. Gwiazdy podwójne, tworzące układ, nazywają się *podwójnemi fizycznemi.*

Wszystkich gwiazd podwójnych znamy obecnie z górą 10000, a z tych większą część stanowią podwójne fizyczne. W wielu razach o naturze gwiazdy podwójnej nie można nic stanowczego powiedzieć, gdyż okresy obiegu są bardzo długie, a przeciąg czasu, w którym gwiazda podwójna była obserwowana jest zbyt krótki, aby charakter ruchu tworzących ją gwiazd dokładnie można było zbadać. Możliwem to było tylko u gwiazd, które mają okres obiegu stosunkowo krótki.

Badanie gwiazd podwójnych posiada dla nauki wielkie znaczenie. Przedewszystkiem ruchy, zachodzące w tych układach, stwierdzają powszechność prawa ciążenia, gdyż podlegają temu prawu ciała, znajdujące się w olbrzymich, a nader rozmaitych od nas odległościach i widzialne we wszystkich możliwych kierunkach. A dalej uczą nas te układy, że nasz układ słoneczny jest tylko specjalną postacią bardzo rozmaitych układów, jakie we wszechświecie występują. Czy nasz układ należy do pospolitych, czy też rzadkich typów układów, spotykanych we wszechświecie, tego wiedzieć nie możemy, jak to zostało wyjaśnione w ustępie 76; ale nie możemy go uważać za jakiś typ wyjątkowy, ponieważ słońce nasze w porównaniu z innemi słońcami też nie przedstawia nic wyjątkowego, a wiele danych przemawia za tem, że planety pochodzą od słońca. Rozmaitość typów układów świadczy też, że i sposób tworzenia się ich bywa rozmaity, że zatem zależny on jest od pewnych warunków początkowych, o których jednakże nic pewnego dotąd nie wiemy.

Rozmiary układów tylko w nieznacznej ilości mogły być wyznaczone z powodu nieznajomości paralaksy; zdaje się, że w ogólności są one tego samego rzędu pod względem wielkości, co nasz układ słoneczny. Z obliczonych orbit najdłuższy okres obiegu znajdujemy w układzie ζ Wodnika, wynoszący 1580 lat; najkrótszy okres, wynoszący 5.7 lat, stwierdzono w układzie δ Małego Konia, a okres 11-letni w układzie $\varkappa$ Pegaza. Drogi gwiazd podwójnych są to elipsy o najrozmaitszych mimośrodach, począwszy od małych, tego samego rzędu, co mimośrody dróg planetarnycb (np. β Delfina), a kończąc na bardzo znacznych;

np. gwiazda γ Panny krąży po bardzo wydłużonej elipsie o mimośrodzie 0.9.

Tak samo zachodzi wielka rozmaitość co do stosunkowej jasności gwiazd układu. Zdarzają się układy, których składowe są co do blasku równe sobie, w innych znowu układach różnica bywa olbrzymia, wynosząca kilka lub kilkanaście wielkości. Ale różnica jasności bynajmnie nie odpowiada różnicy mas. O ciekawem zjawisku barwności gwiazd podwójnych, była mowa w ust. 78.

Niektóre gwiazdy pojedyncze wykazują ruchy tego rodzaju, że można je tylko wytłómaczyć przypuszczeniem, iż znajduje się w ich sąsiedztwie jakaś wielka masa, której dostrzec nie można. Hipoteza ta w niektórych przypadkach znalazła potwierdzenie przez istotne odnalezienie niewidzialnych dotąd towarzyszy, jako drobnych gwiazd, które dopiero po dostatecznem ich oddaleniu się od głównych gwiazd i zastosowaniu potężniejszych lunet współczesnych mogły być dostrzeżone. Przykładem takich układów podwójnych są Syrjusz i Procjon.

Prócz układów podwójnych istnieją też układy potrójne, poczwórne i wielokrotne. Ruchy, zachodzące w takich układach, są nader złożone, a porównanie ich z teorją jest często niemożliwe, ponieważ dotąd nie udało się zbadać ściśle na drodze teoretycznej ruchu więcej niż dwóch ciał, działających wzajem na siebie według prawa Newtona, pomijając pewne specjalne przypadki.

84. **Układy ciasne.** Prócz układów rozległych, w których części składowe oddzielnie obserwować można, stwierdziła obserwacja istnienie układów podwójnych, nader ciekawych z tego względu, że odległość między olbrzymiemi masami składowych gwiazd jest bardzo mała, mniejsza w niektórych przypadkach, aniżeli odległość Merkurego od słońca, a obieg wzajemny mas dokonywa się w ciągu kilku dni przeważnie, lub nawet tylko kilku godzin.

W tych wypadkach żadna luneta nie zdoła rozszczepić gwiazdy podwójnej na części składowe, a o tem, że gwiazda jest podwójna, wnioskować można tylko na podstawie perjodycznych zmian prędkości w promieniu widzenia, stwierdzających ruch po zamkniętej linji krzywej.

Badania tego rodzaju opierają się na zasadzie Dopplera (ust. 85) i robione są z pomocą spektroskopu. Dlatego to układy ciasne nazywają się *podwójnemi spektroskopowemi.* Należą do nich np. gwiazdy α Panny, β Woźnicy i t. d. Znanych jest obecnie kilkaset podwójnych spektroskopowych.

W niektórych przypadkach tej kategorji, mianowicie, gdy promień widzenia tworzy kąt niewielki z płaszczyzną drogi, jedna z gwiazd

układu, przechodząc przed drugą, zasłania nam ją w części, skutkiem czego jasność gwiazdy się zmniejsza. To zmniejszanie się blasku zachodzi perjodycznie w równych odstępach czasu, odpowiadających okresowi obiegu jednej gwiazdy dokoła drugiej. Typową gwiazdą tego rodzaju jest gwiazda β Perseusza, zwana *Algol*. Gwiazdy, zmieniające blask z powodu podobnych zaćmień, jak w układzie Algola, nazywają się *zmiennemi typu Algola*. O gwiazdach zmiennych będzie jeszcze mowa później (ust. 115).

ROZDZIAŁ XI.

Budowa fizyczna słońca.

85. Analiza widmowa. Zasada Dopplera. Z wyjątkiem słońca, które posiada własne ciepło i światło, wszystkie inne ciała naszego układu są ciemne, a warunki fizyczne, na nich panujące, zależą głównie od tego, ile otrzymują ciepła słonecznego i w jaki sposób ciepło słoneczne rozkłada się na ich powierzchni. Pod tym względem przedewszystkiem ważną jest odległość od słońca, ponieważ ilość otrzymywanego światła i ciepła znajduje się w stosunku odwrotnym do kwadratu odległości od słońca. Następnie, jak to widzieliśmy u ziemi, pierwszorzędne znaczenie posiada obrót dokoła osi, powodujący zmiany dnia i nocy, oraz nachylenie równika względem płaszczyzny drogi, od którego zależą pory roku. Pozatem oczywiście każdy szczegół, odnoszący się do ukształtowania lub charakteru powierzchni, do jakości i rozległości atmosfery i t. d., przedstawiać może ważny przyczynek do poznania przyrody ciała niebieskiego.

Dominujące stanowisko słońca w układzie planetarnym nadaje badaniom budowy słońca szczególne znaczenie, a z drugiej strony okoliczność, że słońce świeci własnem światłem, pozwala na zastosowanie do badań słońca metod, które w badaniu planet mają tylko znaczenie drugorzędne. Metody te z równym pożytkiem stosowane być mogą do wszystkich ciał, posiadających własne światło, a więc przedewszystkiem do gwiazd. Mamy tu na myśli zastosowanie do badań astronomicznych *analizy widmowej*.

Metoda analizy widmowej w zasadzie polega na fakcie, że promienie światła, przychodzące do nas od ciał niebieskich, są złożone i, skoro ulegną załamaniu przez jakieś ciało przeźroczyste, rozkładają się na promienie jednorodne.

Zazwyczaj przy badaniach widmowych światło przepuszcza się przez wąską szczelinę, a promienie, ze szczeliny wychodzące, padają na jedną ze ścian przeźroczystego pryzmatu, równolegle do krawędzi, w którym się załamują. Po przejściu przez pryzmat promień jest rozszczepiony na jednorodne promienie, tworzące t. zw. *widmo*. Takie widmo składa się z szeregu obrazów szczeliny, rozmieszczonych jeden za drugim i posiadających różną barwę. Pochodzi to stąd, że różne promienie mają rozmaitą długość fali, a im krótszą jest fala, tem silniejsze jest załamanie. Najmniej odchylonemi są promienie o najdłuższej fali, które dają wrażenie barwy czerwonej; po barwie czerwonej następują kolejno barwy: pomarańczowa, żółta, zielona, niebieska, fiołkowa. Są jeszcze w widmie promienie niewidzialne, przedczerwone oraz zafiołkowe. Te ostatnie są szczególnie ważne dla badań astrofizycznych, ponieważ działają silnie na czułą warstwę płyty fotograficznej, wskutek czego część zafiołkowa widma występuje wybitnie na zdjęciach fotograficznych widm i może być szczegółowo badana.

Zależnie od natury źródła światła, widma bywają *ciągłe* lub *przerywane*. W widmach pierwszego rodzaju niema przerw pomiędzy oddzielnemi barwami, lecz zachodzi łagodne, stopniowe przejście od jednej barwy do drugiej; takie widmo otrzymuje się wtedy, gdy źródłem światła jest rozżarzone ciało stałe lub ciekłe, albo też gaz pod silnem ciśnieniem. Jeżeli źródłem światła jest ciało lotne pod ciśnieniem niewielkiem, to otrzymuje się widmo przerywane, złożone z oddzielnych prążków: każdy z nich jest obrazem szczeliny w promieniach tej długości fali, która odpowiada miejscu tej samej barwy w widmie ciągłem. Widzimy więc, że już na podstawie tego, czy widmo jest ciągłe, czy przerywane, można wnioskować o stanie skupienia źródła światła.

Ale widmo przerywane zmienia się też w zależności od pierwiastków, z których utworzone jest ciało, będące źródłem światła. Każdy pierwiastek ma własne charakterystyczne widmo, utworzone z promieni ściśle określonych długości fali; a więc, jeżeli światło pochodzi od bardzo odległego źródła gazowego, to na podstawie widma można oznaczyć, jakie są te odległe rozżarzone gazy.

Jeżeli światło, idące od jakiegoś źródła, napotyka na swej drodze warstwę gazu lub pary o temperaturze niższej, aniżeli temperatura źródła światła, to w warstwie tej ulegają pochłonięciu czyli absorbcji promienie tych długości fali, które są charakterystyczne dla widma pierwiastków, tworzących ową warstwę lotną. Wynika to z prawa Kirchhoffa. Skutkiem tego w miejscach, odpowiadających długości fali pochłoniętych promieni, w widmie ciągłem pojawiają się ciemne linje.

Widma z ciemnemi linjami nazywają się *absorbcyjnemi*. Widma te mają w badaniach astrofizycznych znaczenie największe, ponieważ widma prawie wszystkich ciał niebieskich do tej kategorji należą.

W ścisłym związku z analizą widmową znajduje się *zasada Dopplera*, która ma również wielkie zastosowanie w astrofizyce. Jest ona następująca. Jeżeli z jakiegoś źródła rozchodzą się w pewnym kierunku fale określonej długości ku jakiemuś obserwatorowi, to długość fal się zmienia, gdy źródło falowania jest w ruchu: jeżeli źródło zbliża się do obserwatora, to fale się skracają, jeżeli się oddala — fale się przedłużają.

Światło jest też zjawiskiem falowem, więc zasada ta odnosi się też do światła. Objawia się ruch źródła światła w ten sposób, że przy zbliżaniu się źródła prążki widma przesuwają się ku stronie fiołkowej, gdzie fale są krótsze, a przy oddalaniu się źródła światła prążki przesuwają się ku stronie czerwonej, gdzie fale są dłuższe. Przez porównanie długości fali prążków jakiegoś źródła światła z długościami fali tychże prążków w widmie nieruchomego źródła światła, można wywnioskować na podstawie otrzymanych różnic, że badane źródło światła jest ruchome, a z wartości tych różnic kierunek i prędkość ruchu źródła światła wyznaczyć. W ten sposób badany jest ruch ciał niebieskich w promieniu widzenia i, jak widzieliśmy (ust. 84), badania te doprowadziły między innemi do poznania układów spektroskopowych.

86. Rozmiary słońca, promieniowanie, temperatura. Słońce przedstawia się z ziemi jako jasna tarcza o promieniu, zmiennym w granicach od 15′46″ do 16′19″; w średniej odległości promień tarczy słonecznej widziany jest pod kątem 16′0″. Ponieważ z tej samej odległości promień ziemi jest widziany pod kątem 8″.80 (ust. 67), więc rzeczywisty promień kuli słonecznej jest $\frac{16'0''}{8''.80} = 109.5$ razy większy od promienia kuli ziemskiej. Stąd wynika, że powierzchnia słońca jest 11900 razy większa od powierzchni, a objętość 1298300 razy większa od objętości ziemi. Przy masie słońca, 333432 razy większej od masy ziemskiej, otrzymujemy dla słońca gęstość średnią blisko 4 razy mniejszą niż dla ziemi; wynosi ona (w stosunku do wody) 1.43 (ust. 59).

Wyrażając jasność słońca w skali wielkości gwiazdowych (ust. 78), uważać należy słońce za gwiazdę (— 27.2) wielkości; to znaczy, że logarytm liczby, która wyraża, ile razy więcej światła otrzymujemy od słońca, niż od gwiazdy wielkości zerowej, wynosi $0.4 \times 27.2 = 10.88$. Liczba poszukiwana jest 76 miljardów. Olbrzymie też są ilości ciepła, wysyłanego przez słońce. Jak wiadomo z fizyki, kalorją gramową na-

zywa się ilość ciepła, która podnosi temperaturę 1 grama wody o 1°C. Ilość kaloryj, którą otrzymuje od słońca centymetr kwadratowy powierzchni ziemi w ciągu minuty przy pionowym kierunku padania promieni, nazywa się *stałą słoneczną*. Otóż ze wszystkich pomiarów wynika, jako najdokładniejsza wartość stałej słonecznej, liczba 2.0. To znaczy, że na metr kwadratowy powierzchni ziemi przypada ilość ciepła, która wystarcza, aby w ciągu minuty $^1/_5$ litra wody o temperaturze 0° doprowadzić do stanu wrzenia; na całą zwróconą ku słońcu półkulę ziemi przypada na 1 minutę w przybliżeniu 25.10^{17} kaloryj.

Aby pojąć, jak olbrzymie są zapasy ciepła słonecznego, trzeba sobie uprzytomnić, że słońce promieniuje nietylko w kierunku ziemi, ale we wszystkich możliwych kierunkach, i że to promiewanie trwa już miljardy lat.

Biorąc pod uwagę rozmiary słońca i ziemi oraz odległość wzajemną tych ciał, łatwo obliczyć, że ilość ciepła, którą słońce wypromieniowuje w ciągu roku, wynosi 3.10^{33} kaloryj gramowych.

Temperatura słońca znajduje się w ścisłym związku z natężeniem promieniowania (prawo Stephana). Z badań najnowszych wynika średnia temperatura słońca około 7000° C.

87. Powierzchnia słońca. Badając dokładniej powierzchnię słońca, dostrzegamy przedewszystkiem, że tarcza słońca nie jest wszędzie jednakowo jasna: jasność maleje w kierunku od części środkowej ku brzegom. Objaśnia się to zjawisko tem, że warstwy zewnętrzne słońca pochłaniają światło, idące z warstw głębiej położonych, i że droga promieni w tych warstwach pochłaniających jest tem dłuższa, im bliżej brzegu słońca wychodzą nazewnątrz. Zjawisko podobne, powodowane przez absorbcję światła w atmosferze ziemskiej, poznaliśmy poprzednio (ust. 68).

Powierzchnia słońca, zwana *fotosferą*, nie jest jodnostajnie gładka, lecz sprawia wrażenie powierzchni chropawej, jakby ziarnistej. Te ziarna tworzą t. zw. *granulację*, a w niektórych miejscach dostrzega się ciemne punkciki, czyli t. zw. *pory*. Pozatem prawie zawsze na powierzchni słońca znajdują się rozleglejsze utwory ciemniejsze, t. j. *plamy*.

Plamy są to utwory nietrwałe, zmienne co do wielkości i kształtu, a również co do ilości. Typowa plama składa się z ciemniejszej części środkowej, zwanej *jądrem*, oraz mniej ciemnego pasa, okalającego jądro, zwanego *półcieniem*. Dokoła plam występują utwory, odznaczające się na tle tarczy słonecznej większą jasnością, t. zw. *pochodnie*. Ryc. 56 przedstawia część powierzchni słońca z granulacją, plamami i pochodniami według fotografji, zrobionej przez Janssena 22. czerwca 1885 r.

88. Ruch obrotowy słońca. Obserwując przez pewien czas plamę słoneczną, dostrzegamy, że zmienia ona miejsce na tarczy słonecznej. Plama, znajdująca się w pewnej chwili na lewym brzegu tarczy, zbliża się stopniowo ku środkowi, przechodzi na prawą stronę i ginie na prawym brzegu.

Drogi, zakreślane przez plamy, zmnieniają położenie i kształt, zależnie od pory roku. Ryc. 57 przedstawia te drogi w czterech epokach roku: a) 6 grudnia, b) 6 marca, c) 5 czerwca, d) 5 września. Prosta PP′ jest to prostopadła do płaszczyzny ekliptyki, przechodząca przez środek słońca, strzałki wskazują kierunek ruchu.



Ryc. 56.

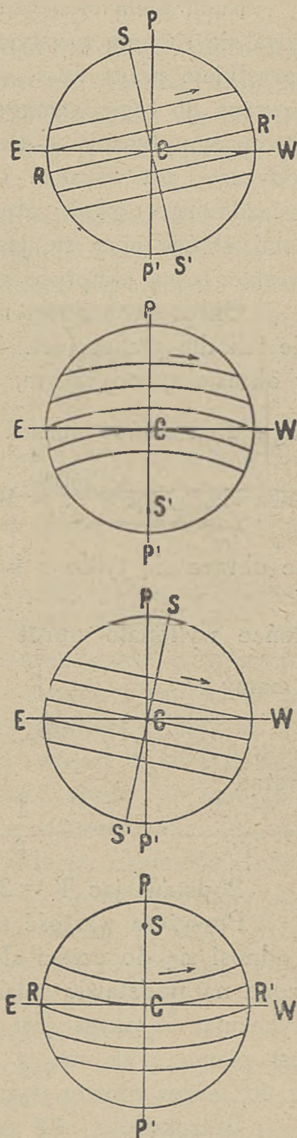
Taki kształt dróg plam, zależny od położenia ziemi na ekliptyce, świadczy, że drogi te nie są samodzielnemi drogami plam, lecz że ruch widzialny plam jest skutkiem obrotu słońca dokoła osi, nachylonej względem osi ekliptyki. Drogi plam mogą się wydać prostemi tylko wtedy, gdy obserwator znajduje się w płaszczyźnie równika słonecznego, a więc w chwilach, gdy ziemia znajduje się na linji prostej, według

której płaszczyzna równika słońca przecina się z płaszczyzną ekliptyki, t. j. na linji węzłów równika słońca.

Jak wynika z ryciny 57, takie położenie ziemi zachodzi w dniach 6 grudnia i 5 czerwca; długość słońca wynosi wówczas odpowiednio 254° i 74°, a długość ziemi odwrotnie 74° i 254°. Są to też długości węzłów równika słońca: długość węzła wstępującego wynosi 74°, zstępującego zaś 254°.

W epokach, gdy ziemia przechodzi przez węzły równika słońca, bieguny słońca S i S′ dla obserwatora ziemskiego przypadają na brzegu tarczy słońca, a kierunek osi SS′ określony jest przez równoleżniki, jako prostopadły do nich; kąt między prostemi SS′ i PP′ równa się oczywiście kątowi między płaszczyzną równika słońca RR′ a płaszczyzną ekliptyki EW, t. j. nachyleniu płaszczyzny równika słońca do ekliptyki; kąt ten wynosi 7°.

Po przejściu przez węzeł wstępujący w grudniu ziemia znajduje się na południe od płaszczyzny równika słonecznego; wtedy widzialny jest tylko biegun południowy słońca przy dolnym brzegu, a równoleżniki stroną wypukłą zwracają się ku północy. Po przejściu przez węzeł zstępujący w czerwcu ziemia znajduje się na północ od płaszczyzny równika; widzialny więc jest tylko biegun północny u górnego brzegu, a równoleżniki stroną wypukłą zwracają się ku południowi. Największe odchylenie ziemi ku południowi od płaszczyzny równika słońca zachodzi d. 6 marca, a ku północy d. 5 września; S′ i S (ryc. 57 b i 57 d) przedstawiają położenie biegunów słońca w tych epokach.



Ryc. 57 a, b, c, d.

Znając położenie równika i biegunów słonecznych, można określać położenie każdego punktu na powierzchni słońca w sposób podobny, jak na ziemi, t. j. zapomocą szerokości i długości. Na słońcu spółrzędne, analogiczne do

używanych na ziemi geograficznych, nazywają się *heljograficznemi* (od ἥλιος=słońce).

Ruch plam słonecznych wykazuje, iż obrót słońca dokoła osi odbywa się ruchem prostym (ust. 21), a okres obrotu określa się przedewszystkiem przez czas, po upływie którego plama, widziana z ziemi, powraca do tego samego położenia na tarczy słońca. Jest to okres obrotu synodyczny, a długość jego wynosi średnio 27.5 dni. Okres synodyczny jest wszakże dłuższy od prawdziwego okresu obrotu, czyli gwiazdowego, gdyż, aby plama zajęła to samo położenie względem ziemi, słońce musi się jeszcze obrócić o kąt, równy temu, który ziemia przebiegła na ekliptyce w ciągu okresu synodycznego.

Okres gwiazdowy na podstawie synodycznego oblicza się podobnie jak dla planet (ust. 46). Niech będzie T liczba dni w roku, P — w okresie synodycznym, a p — w okresie gwiazdowym. W ciągu jednego dnia słońce obraca się o kąt $\frac{360^0}{p}$, a ziemia w swej drodze posuwa się o kąt $\frac{360^0}{T}$. W stosunku do ziemi zatem słońce w tym czasie obraca się tylko o kąt $\frac{360^0}{p} - \frac{360^0}{T} = 360^0\left(\frac{1}{p} - \frac{1}{T}\right) = n^0$. Aby słońce wykonało obrót synodyczny, potrzeba więc $P = \frac{360}{n}$ dni i mamy

$$P\left(\frac{1}{p} - \frac{1}{T}\right) = 1,$$

a stąd

$$\frac{1}{p} = \frac{1}{P} + \frac{1}{T},\ p = \frac{T}{P+T} P.$$

Podstawiając T = 365.25, P=27.5, otrzymujemy p=25.6 dni.

Powyższa wartość na p wyraża wszakże tylko średni okres obrotu i odnosi się do części słońca, bliskich równika. Okresy obrotu, wyznaczone na podstawie plam w różnych szerokościach heljograficznych, wykazują, iż okres jest tem dłuższy, im bardziej od równika odległa jest plama. Tak np. z obserwacji plam w szerokości heljograficznej $\pm 40^0$ okres obrotu wypływa 27.4 dni.

Szerokość $\pm 40^0$ jest granicą, poza którą plamy pojawiają się nader rzadko, a znaczna większość plam przypada w pasie pomiędzy $+30^0$ a -30^0 szerokości heljograficznej. Plamy więc nie mogą już być podstawą do wyznaczania okresu obrotu słońca w większych szerokościach. Jednakże okres ten może być wyznaczony przez pomiar prędkości linjowej punktów powierzchni słońca, oparty na zasadzie Dop-

plera (ust. 85). Z takich pomiarów wynika szybki wzrost okresu obrotu wraz z szerokością, wynosi on bowiem 34 dni w szerokości ± 60°, a w szerokości ± 75° już 39 dni.

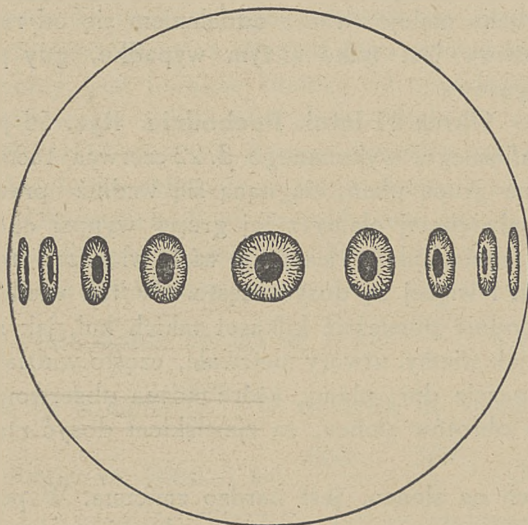
Wyniki te prowadzą do wniosku, że słońce nie obraca się dokoła osi, jako ciało sztywne, lecz części powierzchni na równiku mają najprędszy ruch, i prędkość ruchu maleje wraz z oddalaniem się od równika. Taki stan rzeczy możliwy jest tylko w tym wypadku, gdy powierzchnia jest ciekła lub gazowa.

89. Plamy słoneczne. Okres 11-letni. Pochodnie. Ryc. 56 jest reprodukcją zdjęcia fotograficznego, wykonanego d. 22 czerwca 1885 r. w Meudon. Przedstawia ona grupę plam, ciągnącą się wzdłuż prawie na 200000 km. Średnica największej plamy z tej grupy wynosi około 50000 km. Zdarzają się na słońcu plamy jeszcze o wiele większe: średnice, wynoszące 100000 km i więcej są dosyć częste. W tak wielkich plamach mogłoby się swobodnie pomieścić kilkaset takich kul, jak nasza ziemia. Są to wszakże, jak wiemy, utwory nietrwałe, często widzialne tylko przez kilka lub kilkanaście dni; plamy, które można obserwować w ciągu dwóch lub trzech obrotów słońca, są zjawiskiem dosyć rzadkiem.

Ilość plam, widzialnych na słońcu, jest bardzo zmienna. W pewnych epokach całemi tygodniami nie widać żadnej plamki, w innych zaś plamy mniejsze i większe pokrywają znaczną część powierzchni słońca. Z wieloletnich obserwacyj wynika, że liczba plam na słońcu zmienia się perjodycznie w okresie, wynoszącym średnio 11 lat; w tym okresie liczba plam stale wzrasta przez mniej więcej 5 lat i dosięga maximum, po którem znowu stale się zmniejsza i spada do minimum. Okres 11-letni plam słonecznych jest zjawiskiem bardzo ciekawem, ponieważ wskazuje na zmienną w tym samym okresie czynność słońca, której plamy są jednym z objawów zewnętrznych; prócz tego cały szereg zjawisk ziemskich wykazuje w przebiegu swoim również okres 11-letni, przez co związek owych zjawisk z plamami i czynnością słońca wogóle ujawnia się w sposób niewątpliwy. Dotyczy to szczególnie stanu magnetyzmu ziemskiego oraz częstości zórz biegunowych.

Teleskopowe badania plam wykazują w czasie ich biegu od jednego brzegu tarczy słonecznej do drugiego zmiany kształtu tego rodzaju, że wywnioskowano z nich, iż plamy są to zagłębienia w fotosferze słonecznej, których najgłębszą część zajmuje jądro. Mianowicie zmiany te zachodzą w sposób, przedstawiony na ryc. 58. Przy brzegu słońca widzialny jest tylko półcień, w pewnej odległości od brzegu słońca ukazuje się jądro z półcieniem po stronie bliższego brzegu słońca, a później dopiero ukazuje się półcień i po drugiej stronie. Gdy

po przejściu przez środek tarczy plama zbliża się do drugiego brzegu, znowu najprzód znika półcień po stronie bliższej środka słońca, później jądro, a wreszcie zostaje znowu tylko półcień. Na samym brzegu obserwowano w miejscu, gdzie musiała znajdować się plama, nieznaczne zagłębienie, potwierdzające wniosek, wypływający ze zmiany kształtu. Gdyby plama była wypukłością na słońcu, kolejność w ukazywaniu się różnych części plamy byłaby wprost odwrotna, a na brzegu tarczy musiałaby występować wypukłość. Z pomiarów wynika, że głębokość plam zazwyczaj nie dosięga 750 km, ale często też wynosi ponad 1000 km, a wyjątkowo obserwowano głębokości, dochodzące do 3000 km.



Ryc. 58.

Pochodnie przeciwnie, są to utwory, wznoszące się ponad poziom fotosfery i dosięgające niekiedy znacznej wysokości. Wypływa to głównie z faktu, iż na brzegu słońca plamy z powodu silniejszej absorbcji światła w atmosferze słonecznej tracą wiele na wyrazistości, natomiast pochodnie które wznoszą się wysoko nad poziom fotosfery, mniej podlegają absorbcji, ponieważ ponad niemi leżą tylko górne, mniej gęste warstwy atmosfery; a że, z drugiej strony, na brzegu samo tło jest (ust. 87) przez absorbcję silnie przyćmione, więc przez kontrast pochodnie uwydatniają się tu najsilniej i najlepiej są widzialne.

Aczkolwiek między plamami a pochodniami zachodzi niewątpliwy związek, ponieważ najwybitniejsze i najliczniejsze pochodnie występują w okolicy plam, albo też w miejscach, w których następnie ukazują się plamy, to jednakowoż pojawianie się pochodni nie jest, jak pojawianie się plam, ograniczone terytorjalnie. Pojawiają się one na całej powierzchni słońca, nawet w bliskości biegunów. Okresy obrotu słońca, wyprowadzone na podstawie obserwacji pochodni, znajdują się w zgodzie z okresami, wywnioskowanemi z ruchu plam.

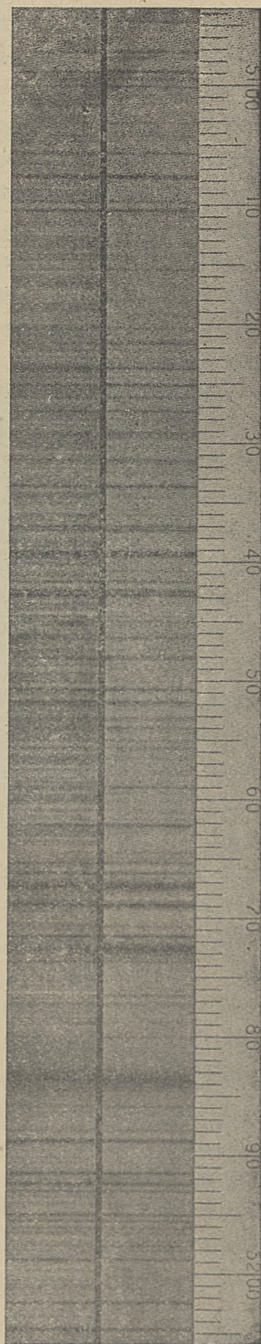
90. Analiza widmowa fotosfery, plam i pochodni. Wiadomości nasze o słońcu zbogacone zostały w wysokim stopniu przez zastoso-

wanie do badań słońca analizy widmowej. Widmo fotosfery słonecznej należy do kategorji absorbcyjnych, a prążki absobcyjne widma spowodowane są przez warstwę lotną, otulającą fotosferę ze wszystkich stron, którą nazywamy atmosferą słoneczną.

Ryc. 59 wyobraża część widma fotosfery pomiędzy długościami fali 510 $\mu\mu$ a 520 $\mu\mu$, a obok (na lewo) tę samą część widma plamy słonecznej. Prążki absorbcyjne należą do rozmaitych pierwiastków, które więc wszystkie w stanie lotnym znajdują się w zewnętrznych warstwach słońca. Dotąd stwierdzono obecność na słońcu 44 pierwiastków, znanych na ziemi, a pośród nich prawie wszystkich metali, z wyjątkiem niektórych najcięższych. Między innemi znajdują się tam: żelazo, nikiel, kobalt, wapń, magnez, sód, glin, cynk, miedź, srebro, cyna, ołów, potas, platyna i t. d., z niemetali zaś tylko węgiel, krzem, wodór, hel oraz prawdopodobnie tlen.

Prócz tego występuje w widmie słońca cały szereg linij, wywołanych przez absorbcję selektywną w atmosferze ziemskiej (ust. 68), czyli t. zw. *ziemskich* lub *tellurycznych;* linje te charakteryzują widmo ziemi, widzianej z poza granic jej atmosfery. Wreszcie wiele linij widma słonecznego jest niewiadomego pochodzenia; zawdzięczają one swe istnienie zapewne pierwiastkom na ziemi jeszcze nieznanym, albo też takim, których na ziemi wcale niema.

Co się tyczy plam słonecznych, to widmo ich, jak widać na ryc. 59, od widma fotosfery różni się przedewszystkiem mniejszą jasnością ciągłego tła, dalej występowaniem w widmie plam licznych linij, których w widmie fotosfery nie dostrzegamy, a wreszcie tem, że linje niektórych pierwiastków są w widmie plam w porównaniu z widmem słonecznem znacznie rozszerzone. Niekiedy linje wodoru, wapnia i jeszcze niektóre inne *odwracają się*, to znaczy, że



Ryc. 59.

pośrodku ciemnych prążków fotosfery występują jasne linje. Ogólne osłabienie widma plam świadczy o większem zgęszczeniu gazów pochłaniających ponad plamą, a rozszerzenie prążków objaśnia się większem ciśnieniem, tam panującem. Wreszcie odwracanie się linij może być wytłómaczone jedynie w ten sposób, że wodór, para wapnia i t. p., wznoszące się ponad plamami, mają temperaturę wyższą, niż panująca w jądrze plamy.

Jasne linje wodoru i wapnia występują także w widmie pochodni, co znaczy, że temperatura pochodni jest wyższa niż fotosfery, na tle której pochodnie widzimy. Okoliczność ta przemawia za tem, że materja pochodni pochodzi z wnętrza słońca, skąd przez wybuchy wyrzuconą zostaje wysoko ponad poziom fotosfery.

91. Chromosfera i protuberancje. Już plamy i pochodnie stwierdzają dostatecznie, że powierzchnia słońca nie jest równa, że znajdują się na niej liczne zagłębienia oraz wzdęcia, a materja słońca znajduje się w ustawicznym potężnym ruchu. Bardzo znaczne wzniesienia materji słońca często widzieć można na jego brzegu w postaci t. zw. *wyskoków* czyli *protuberancyj*. Dawniej protuberancje obserwować można było tylko w czasie całkowitych zaćmień słonecznych w postaci czerwonawych zazębień, sterczących poza czarny brzeg zasłaniającego słońce księżyca. Ponieważ widzialne były one w czasie zaćmień zawsze, więc wywnioskowano, że znajdują się one na słońcu też w każdej innej chwili. Na zastosowaniu analizy widmowej oparty został sposób badania protuberancyj w każdej porze, tak, że stały się one przedmiotem równie szczegółowych dociekań, jak plamy.

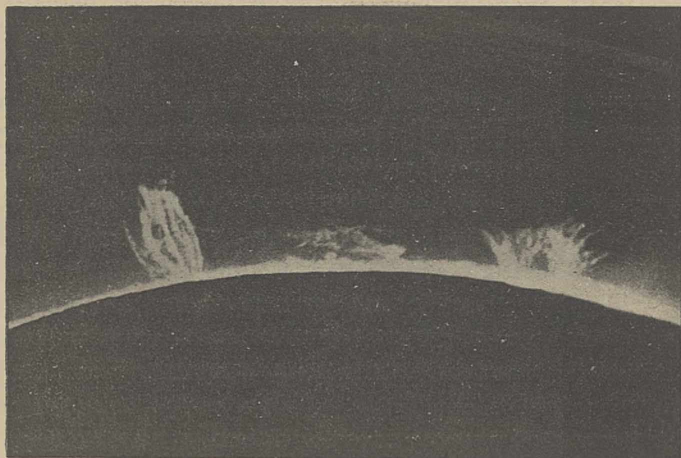
Z badań tych wynika, że podstawą wszystkich protuberancyj jest cienka warstwa zewnętrzna, okalająca słońce, składająca się głównie z wodoru z domieszką helu, z barwy całkiem podobna do protuberancyj; warstwa ta nosi nazwę *chromosfery*. Protuberancje przedstawiają się w większości wypadków jako lokalne wzdęcia chromosfery, albo też jako utwory wybuchowe, złożone z wyrzuconej ku górze materji chromosfery. Zależnie od charakteru i kształtu, protuberancje przedstawiają różne typy, z których najwybitniejszemi są protuberancje *chmurzaste*, oraz *promieniste* czyli *wybuchowe*. Rycina 60 przedstawia protuberancje, fotografowane w czasie zaćmienia słońca d. 28 maja 1900 r. w Wadesboro. Środkowa należy do kategorji chmurzastych, dwie boczne do promienistych.

Wysokość protuberancyj jest bardzo rozmaita i przeciętnie wynosi około 30000 km; jednakowoż obserwowano olbrzymie utwory tej kategorji, wznoszące się na setki tysięcy km ponad powierzchnię słońca, które powstawały w ciągu kilku godzin i po kilku godzinach ginęły. Do

najwyższych należała protuberancja, obserwowana 29 maja 1919 r., która osiągnęła wysokość 760000 km, przyczem wysokość rosła po 1400 km na minutę.

Protuberancje są to utwory jeszcze bardziej zmienne, aniżeli plamy; powstają one pod działaniem sił wybuchowych, gdyż tylko wybuchami da się objaśnić olbrzymia, niekiedy setki kilometrów na sekundę wynosząca prędkość, z którą materja protuberancji wznosi się ponad powierzchnię słońca.

Widmo protuberancji jest widmem przerywanem, t. j. złożonem z jasnych prążków, przedzielonych ciemnemi przerwami; a więc wy-



Ryc. 60.

skoki składają się z rozżarzonych ciał lotnych, niezbyt zgęszczonych (ust. 85). Prawie wszystkie protuberancje prócz wodoru, który stanowi główną ich część składową, zawierają hel i wapń, a protuberancje wybuchowe prócz tego zawierają pary żelaza, tytanu, magnezu i niektórych innych metali. Dlatego protuberancje wybuchowe zwane są także *metalicznemi*. Zaznaczyć należy, że pierwiastek hel przedewszystkiem poznany został jako pierwiastek słoneczny, występujący w chromosferze i protuberancjach, i stąd pochodzi jego nazwa; dopiero znacznie później został on odkryty także na ziemi.

92. Warstwa odwracająca. Korona. Dopiero pod chromosferą przypada cienka warstwa, zawierająca te pierwiastki, które w głównej mierze powodują widmo absorbcyjne słońca. Warstwa ta, zwana *warstwą odwracającą*, stała się w ostatnich czasach także przedmiotem nader ścisłych badań w czasie zaćmień słonecznych, gdyż wtedy tylko,

badając widmo brzegu słonecznego, można dostrzec oraz fotografować przerywane jasne widmo tej warstwy.

Bardzo ciekawem oraz efektownem zjawiskiem, też tylko w czasie całkowitych zaćmień słońca widzialnem, jest *korona* słoneczna (ryc. 54). Przedstawia się ona jako jasna aureola, okalająca widzialną czarną tarczę księżyca, której odgałęzienia sięgają niekiedy na odległość kilku miljonów kilometrów od widzialnego normalnie brzegu słońca. Korona jest zjawiskiem niewątpliwie materjalnem, jednakowoż nie można jej uważać za atmosferę, podobną np. do ziemskiej, gdyż gęstość jej jest znikoma i nie wzrasta w miarę zbliżania się do powierzchni słońca, jakby przy ciśnieniu warstw wyższych na niższe być musiało; nie stwierdzono też dotąd, aby brała ona udział w ruchu wirowym słońca. Raczej należy przypuszczać, że składa się ona po części tylko z bardzo rozrzedzonego świecącego gazu, na ziemi nieznanego, zwanego *koronem*, a charakteryzującego się jasną linją zieloną w widmie korony, oraz z drobnych cząsteczek płynnych lub stałych, oświetlonych przez słońce. Materja korony przawdopodobnie jest przez słońce odpychana, a siłą odpychającą jest elektryczność, albo też ciśnienie promieni światła słonecznego. Wogóle zjawisko to jest jeszcze pod wielu względami zagadkowem, pomimo bardzo różnostronnych badań, którym w czasie zaćmień bywa poddawane. Wszelkie dążenia, aby uczynić koronę dostępną dla obserwacji w każdej porze, t. j. także przy słońcu niezaćmionem, dotąd nie zostały uwieńczone pomyślnym skutkiem.

Bardzo ciekawym jest fakt, że postać korony zależna jest od liczby plam na słońcu, zmienia się więc także perjodycznie w okresie 11-letnim.

93. Budowa słońca. Materjał dotychczasowy nie wystarcza do dokładnego poznania budowy słońca, jednakowoż pewne prawdopodobne wnioski dadzą się z niego wyciągnąć.

Przy temperaturze 7000° żaden pierwiastek na słońcu nie może znajdować się w stanie stałym lub ciekłym, tem bardziej, że warstwy wewnętrzne słońca, podlegające olbrzymim ciśnieniom i nie promieniujące ciepła nazewnątrz, posiadają temperaturę znacznie wyższą, niż zewnętrzne. A zatem słońce uważać należy za kulę lotną. Warstwy powierzchniowe ochładzają się przez promieniowanie w zimną przestrzeń, przez co wytwarzają się prądy konwekcyjne gorących gazów, skierowane od wnętrza słońca ku powierzchni i odwrotnie — prądy gazów ochłodzonych, skierowane od powierzchni ku wnętrzu. Prądy te płyną z mniejszą lub większą chyżością, a często materja wyrzucana bywa z wnętrza z olbrzymią energją i dostaje się na powierzchnię w postaci

wyskoków. W związku ścisłym z tą wymianą ciepła znajdują się niewątpliwie plamy słoneczne, a pogląd ten w rozmaity sposób da się uzasadnić; nie możemy się wszakże szczegółowiej zajmować teorją plam słonecznych.

Fotosferę należy uważać za warstwę graniczną, gdzie ciśnienie warstw zewnętrznych jest tak znaczne, iż gazy tej warstwy posiadają już widmo ciągłe. Ponad nią leżące warstwy dają widmo przerywane, które na tle widma ciągłego fotosfery występuje w postaci ciemnych prążków. Jako widmo z jasnych linij złożone, występuje ono tylko na brzegu słońca, gdzie warstwy te widzialne są nie na tle fotosfery.

Tuż ponad fotosferą przypada warstwa odwracająca, zawierająca wszystkie pierwiastki słoneczne, jednakowoż cięższe pierwiastki znajdują się w niej najniżej. W pewnej wysokości ponad fotosferą znajdują się już tylko pierwiastki najlżejsze, t. j. wodór i hel; warstwą, której te dwa pierwiastki stanowią przeważającą część, jest chromosfera. Jest to zewnętrzna warstwa słońca, atmosfera słoneczna w ściślejszem znaczeniu. Znajdująca się ponad nią korona podlega już prawom innym i składa się z materji, odpychanej przez słońce.

Energja słoneczna, objawiająca się w promieniowaniu, wyczerpuje się nieustannie. Pomimo to natężenie promieniowania słońca nie zmniejsza się w stopniu dostrzegalnym, skąd wynika, że utracona energja musi znajdować jakąś kompensatę. Nie znamy źródeł zewnętrznych, z których słońce mogłoby czerpać energję, a więc rozprasza ono tylko zapasy własnej energji. Wnioskować stąd musimy, że albo na słońcu zachodzą takie procesy, które sprawiają, że, pomimo zmniejszenia się ogólnej ilości jego energji wewnętrznej, ilość wydzielanej nazewnątrz energji promienistej przez długie okresy czasu nie ulega dostrzegalnej zmianie, albo też, że ilość energji traconej jest znikomo mała w stosunku do całej nagromadzonej w słońcu energji.

Ponieważ cząsteczki materji, z której utworzone jest słońce, pod działaniem grawitacyjnem masy słońca spadać muszą ku środkowi, więc skutkiem tego część energji potencjalnej cząsteczek zmienia się w ciepło. Gdyby ta energja potencjalna tworzyła jedyny zapas energji, którym słońce rozporządza, to równolegle z wydzielaniem energji nazewnątrz musiałby zachodzić proces koncentracji cząsteczek, a więc kurczenia się słońca. Pogląd taki, wygłoszony przez Helmholtza, nie znajduje się w sprzeczności z obserwacją. Według obliczeń Helmholtza zmniejszanie się objętości słońca, które dla zrównoważenia traconej energji zachodzićby musiało, jest tak małe, iż w ciągu długich okresów czasu stwierdzićby się nie dało przez obserwacje.

Jednakże z obliczeń tych wypływa również, że gdyby słońce traciło energję stale w tej samej ilości, co obecnie, a jedynem źródłem energji promienistej była grawitacja, to energji tej starczyłoby zaledwie na 18 miljonów lat. Tymczasem badania geologiczne i kosmogoniczne prowadzą do wniosku, że ziemia istnieje już przynajmniej setki miljonów lat, a słońce wiele miljardów lat. Wobec tego muszą istnieć na słońcu jeszcze inne źródła energji promienistej i to znacznie bogatsze niż grawitacja. Odkrycie ciał promieniotwórczych pouczyło nas, że w atomach pierwiastków nagromadzone być mogą tak olbrzymie ilości energji, o jakich przedtem nie mieliśmy wyobrażenia. Nie ulega wątpliwości, że to nieznane dawniej źródło energji w rozważaniach nad długowiecznością słońca obecnie brane być musi w rachubę.

ROZDZIAŁ XII.

Budowa fizyczna planet.

94. Światło zwierzyńcowe. Najbliższą słońca ze znanych planet jest Merkury. Pewne perturbacje w ruchach Merkurego zdawały się przemawiać za tem, że istnieje jeszcze jakaś planeta bliższa słońca, której nawet już nadano nazwę Wulkana. Planety tej jednakże pomimo bardzo troskliwych poszukiwań nie znaleziono.

Wiemy natomiast, że dokoła słońca w płaszczyźnie równika słonecznego rozciąga się pierścień drobnych cząsteczek materji, sięgający prawdopodobnie aż poza drogę ziemską. Pierścień ten widzialny bywa z ziemi jako blada jasność na niebie i szczególnie jest wybitny w lutym i marcu po zachodzie słońca oraz we wrześniu i październiku przed wschodem słońca.

Ze względu na położenie tego światła w granicach pasa zwierzyńcowego, nazywa się ono *światłem zodjakalnem* czyli *zwierzyńcowem.* Jest to światło słoneczne, odbite od otaczających słońce, w płaszczyźnie równika słonecznego rozproszonych drobnych cząsteczek materji.

Przyjmując pewną określoną masę dla ogółu cząsteczek, tworzących pierścień światła zodjakalnego, można działaniem ich tak samo wyjaśnić perturbacje Merkurego, jak działaniem planety intermerkurjalnej. Perturbacje te objaśniają się również jako prosta konsekwencja zasady względności, co stanowi jeden z najważniejszych argumentów, przemawiających za teorją Einsteina, opartą na tej zasadzie.

95. Merkury. Merkury należy do planet najmniej zbadanych, gdyż, jak wiemy (ust. 47), świeci on w nieobecności słońca na niebie tylko krótko i to bardzo blisko poziomu, gdzie światło jego podlega silnej absorcji atmosferycznej. W czasie obiegu synodycznego dokoła słońca wykazuje on fazy, podobne do faz księżyca, a gołem okiem widzialny jest jako gwiazda wielkości od (— 1) do + 1-ej.

Merkury jest najmniejszą ze wszystkich wielkich planet. Co do objętości jest on 19 razy mniejszy od ziemi, a ponieważ masa jego jest 17 razy mniejsza od masy ziemskiej (ust. 58), więc średnia gęstość Merkurego w stosunku do ziemskiej według wzoru (12) wynosi $\frac{19}{17}$, a w stosunku do wody 6.0. Pod tym względem zajmuje Merkury pośród planet pierwsze miejsce.

Warunki, które panują na Merkurym, są bardzo różne od ziemskich. Promieniowanie słońca na Merkurym jest 10 razy silniejsze, niż w odległości ziemi, a rozkład otrzymywanego ciepła na powierzchni tej planety jest o wiele mniej korzystny, niż na ziemi. Mianowicie, z badań nad ruchem wirowym Merkurego okazuje się, że obraca się on dokoła osi w tym samym okresie, w którym obiega dokoła słońca, t. j. w 88 dniach. Skutkiem tego jedna półkula planety zawsze zwrócona jest ku słońcu, druga zaś stale od słońca odwrócona. Niema tam więc zmiany dnia i nocy, a także niema i pór roku, ponieważ równik Merkurego tworzy tylko mały kąt z płaszczyzną jego drogi.

Nieliczne szczegóły, zauważone na powierzchni Merkurego, nie dają nam prawie żadnego pojęcia o ukształtowaniu jego powierzchni. Niektóre spostrzeżenia przemawiają za tem, że Merkury pozbawiony jest atmosfery i że pod wielu względami podobny jest do naszego księżyca.

96. Wenus. Następną co do odległości od słońca planetą jest Wenus. Jako planeta dolna, wykazuje ona w ciągu swego obiegu synodycznego fazy, podobnie jak księżyc i Merkury. Jasność jej jest zawsze bardzo znaczna i dochodzi do (— 4) wielkości: jest ona po słońcu i księżycu najjaśniejszem ciałem niebieskiem. Jedną z przyczyn tej wielkiej jasności jest okoliczność, iż powierzchnia Wenery odbija 76% padających na nią promieni słonecznych, t. j. prawie tyle, co świeżo spadły śnieg. Białość ta czyli *albedo* nie dotyczy jednakże właściwej powierzchni planety, ale tylko utworów, unoszących się w jej atmosferze, t. j. obłoków lub mgły. Za tem, że Wenus posiada atmosferę, przemawia wiele zjawisk, jak np. nadmierna długość rogów w czasie małej fazy, jak aureola, dostrzegana dokoła niej w czasie przejść przed tarczą słoneczną (ust. 75) i t. d.

Ta rozległa i gęsta atmosfera jest powodem, że sposobność dostrzeżenia jakichś szczegółów powierzchni Wenery zdarza się dość

rzadko; natomiast często utwory atmosferyczne, krótkotrwałe i zmienne, przyjmowano za trwałe utwory powierzchni, co bywało powodem wielu nieporozumień.

Wobec takiego stanu rzeczy bardzo trudnem staje się rozwiązanie tak ważnej kwestji, jaką jest wyznaczenie okresu obrotu Wenery dokoła osi oraz położenia jej równika. Otrzymano w tym przedmiocie wyniki sprzeczne. Podczas, gdy jedni badacze doszli do wniosku, że okres obrotu jest krótki, wynoszący około 24 godzin, inni na podstawie swoich obserwacyj utrzymują, iż Wenus, podobnie jak Merkury, obraca się dokoła osi raz w czasie swego obiegu gwiazdowego, zwracając ku słońcu stale jedną swą półkulę. Zdaje się wszakże, że krótki okres obrotu odpowiada rzeczywistości; przemawiają za tem badania ruchu obrotowego, oparte na zasadzie Dopplera (ust. 85).

Oczywiście, wobec powyższych niepewności, także o warunkach, panujących na Wenerze, niewiele powiedzieć można. Obecność niewątpliwa atmosfery na Wenerze czyni ją poniekąd podobną do ziemi, tem bardziej, że i działanie słońca na Wenerze tylko 2 razy jest silniejsze, niż na ziemi, a gęsta atmosfera, otaczająca planetę, nadmiar ten niezawodnie łagodzi.

Pod względem wielkości i masy Wenus ze wszystkich planet najbardziej jest zbliżona do ziemi: objętość jej w granicach błędów spostrzeżeń można uważać za równą objętości ziemi, a gęstość jej, wobec masy, wynoszącej $^4/_5$ masy ziemskiej (ust. 58), jest także równą $^4/_5$ gęstości ziemi. Czy pozatem istnieje jakie podobieństwo między Wenerą a ziemią, niewiadomo.

97. Ziemia i jej księżyc. Następną zkolei planetą po Wenerze jest ziemia. Cały szereg szczegółów, dotyczących ruchów, kształtu i rozmiarów ziemi, zawierają poprzednie rozdziały. Badanie szczegółowe ziemi pod względem fizycznym jest przedmiotem takich nauk, jak geografja fizyczna, geofizyka, geologja, meteorologja etc., i wyniki tych nauk nie wchodzą już w zakres właściwej kosmografji. Ustęp ten też poświęcamy nie ziemi, ale jej towarzyszowi księżycowi.

Księżyc, jako najbliższe ze wszystkich ciał niebieskich, jest też ze wszystkich najlepiej zbadany. Promień tarczy księżyca w średniej odległości widziany jest pod kątem 15′33″. Wobec tego, że paralaksa księżyca w średniej odległości wynosi 57′3″, więc ułamek

$$\frac{15'33''}{57'\ 3''} = 0.27$$

wyraża długość promienia księżyca w stosunku do promienia równika ziemskiego. Wynika stąd, że pod względem objętości księżyc jest

$\left(\frac{1}{0.28}\right)^3 = 49.3$ razy mniejszy od ziemi; że zaś masa jego jest 81.5 razy mniejsza od masy ziemskiej, więc gęstość średnia jego wynosi tylko $^3/_5$ gęstości ziemi, czyli 3.3 w stosunku do wody.

Już patrząc gołem okiem na księżyc, dostrzega się na jego powierzchni plamy, których położenie w stosunku do brzegów tarczy księżyca się nie zmienia. Księżyc zatem zwraca ku ziemi zawsze tę samą półkulę, podobnie jak Merkury do słońca (ust. 95). Wnioskujemy stąd, że księżyc obraca się dokoła osi w tym samym okresie, w którym obiega dokoła ziemi, t. j. w miesiącu gwiazdowym.

Ponieważ obrót dokoła osi jest jednostajny, a prędkość biegu dokoła ziemi zmienna, więc widzialna jest nie ściśle wciąż ta sama półkula księżyca, lecz to z jednej, to z drugiej strony wychylają się części odwróconej półkuli. Te kołysania się księżyca noszą nazwę *libracji.*

Oś obrotu księżyca jest prawie do ekliptyki prostopadła, tworząc z osią ekliptyki kąt, wynoszący $1^0 32'$; takiż kąt tworzy oczywiście płaszczyzna równika księżyca z płaszczyzną ekliptyki. Zgodnie z okresem obrotu dokoła osi, dzień i noc na księżycu trwają po 14 dni.

Księżyc nie posiada atmosfery, o czem wnosimy z wielu spostrzeżeń. Tak np. światło gwiazd nie podlega na brzegu księżyca refrakcji ani absorbcji, które atmosfera powodowaćby musiała. Dalej, granica pomiędzy ciemną a oświetloną częścią księżyca jest ostra; niema więc na księżycu łagodnego przejścia od dnia do nocy, t. j. zmierzchu, którego przyczyną na ziemi jest atmosfera, oświetlona przez promienie słoneczne. Takich zjawisk, które świadczą o braku atmosfery na księżycu, możnaby jeszcze przytoczyć więcej.

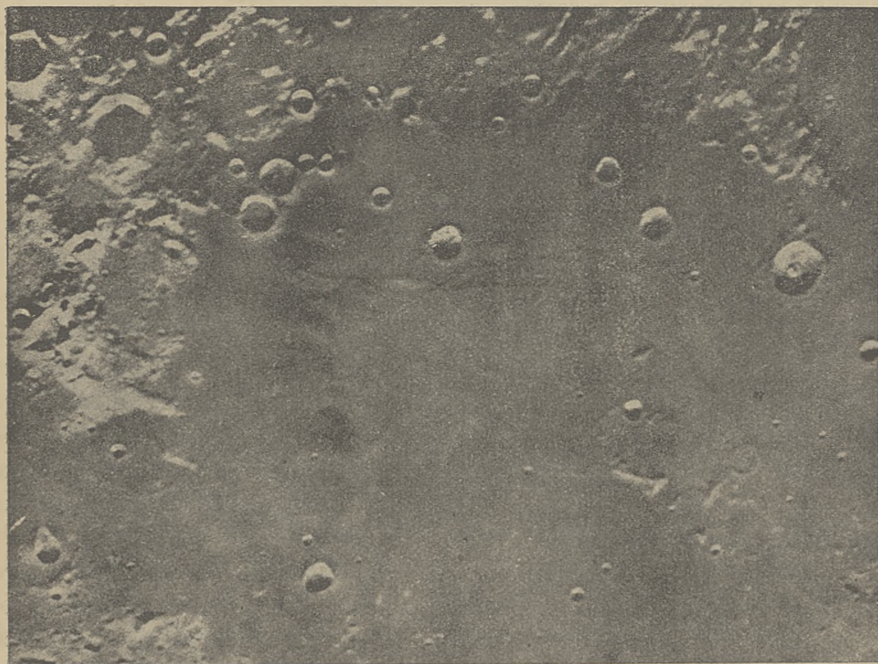
Dzięki temu, iż księżyc nie posiada atmosfery, powierzchnia jego występuje nader wyraziście, pozwalając dostrzegać bardzo drobne szczegóły budowy. Oczywiście druga, odwrócona od nas połowa księżyca, dla badań jest całkiem niedostępna.

98. Powierzchnia księżyca. Badając powierzchnię księżyca przez teleskop, dostrzegamy przedewszystkiem wielkie plamy o zabarwieniu jednostajnem, ciemniejszem aniżeli ogólne tło księżyca. Plamy te noszą nazwę *mórz*, chociaż z morzami nie mają nic wspólnego: są to rozległe równiny, na których tylko gdzie niegdzie występują niewielkie wyniosłości. Największem ze wszystkich mórz jest t. zw. Ocean Burz (Oceanus Procellarum) we wschodniej części półkuli północnej. Inne ważniejsze morza są: Mare Tranquillitatis (Morze Spokojne) (ryc. 61), Mare Nubium (Morze Chmur), Mare Imbrium (Morze Deszczów), Mare Serenitatis (Morze Jasności) i t. d. Jasne części tarczy księżyca leżą wyżej w po-

równaniu z morzami i na nich rozpościerają się w przeważnej części góry księżycowe.

Badanie kształtu i wysokości gór księżycowych polega głównie na obserwacji cieniów, rzucanych przez nie na powierzchnię księżyca. Biorąc pod uwagę kierunek promieni słonecznych, można na podstawie cieniów zbadać całą rzeźbę powierzchni księżyca.

Góry, zbliżone charakterem do gór ziemskich, są na księżycu dosyć nieliczne. Góry takie ciągną się przeważnie długiemi pasmami wzdłuż brzegów mórz, ku którym spadają bardzo stromo, a po stronie prze-

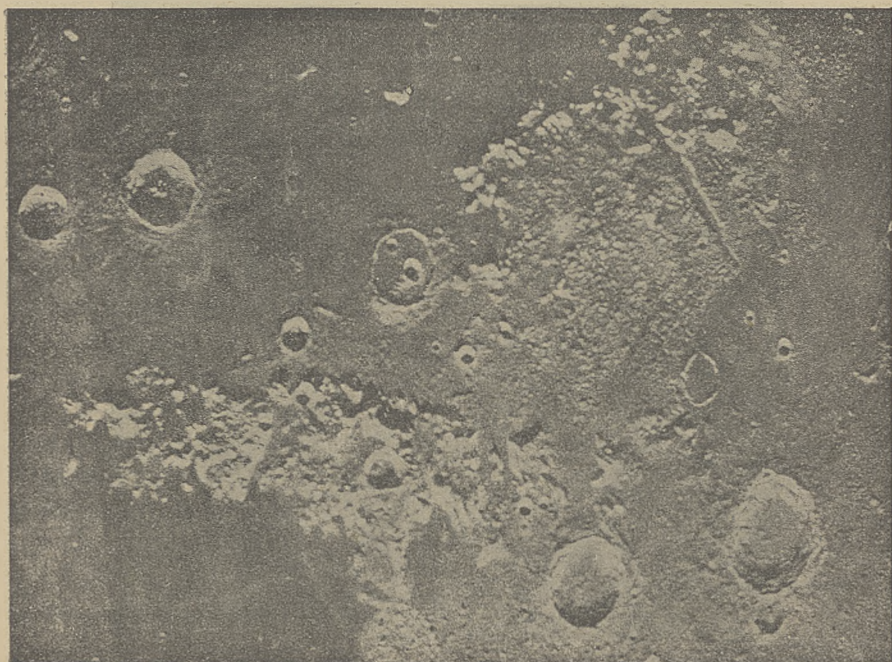


Ryc. 61.

ciwnej o wiele łagodniej. Najwybitniejszem pasmem górskiem są Apeniny, które ciągną się blisko na 400 kilometrów wzdłuż południowo-zachodniego brzegu morza Deszczów. Grzbiet tych gór przebiega średnio w wysokości 4000 metrów od podnóża, a niektóre szczyty mają wysokość przeszło 6 kilometrów. Z innych łańcuchów górskich ważniejsze są Karpaty, Kaukaz, Alpy (ryc. 62), Pireneje i t. d.

Najczęściej występującemi formami górskiemi na księżycu są *góry pierścieniowe* i *kratery*, które nadają powierzchni księżyca charakter bardzo różny od powierzchni ziemi.

Kratery księżycowe są to wzgórza o postaci pierścienia mniej lub więcej regularnego. Wał taki okrągły spada zwykle stromo ku stronie wewnętrznej, a znacznie łagodniej ku zewnętrznej i otacza zagłębienie, którego dno niekiedy znajduje się o kilka tysięcy metrów pod poziomem zewnętrznego podnóża. Dno to zazwyczaj bywa płaskie i równe, ale często też wznoszą się pośrodku strome góry, których szczyty jednakże rzadko tylko sięgają szczytów zewnętrznego wału. Kratery księżycowe w niektórych okolicach księżyca skupiają się w tak ogromnej ilości, iż cała powierzchnia wydaje się jakby podziurawiona i przedsta-



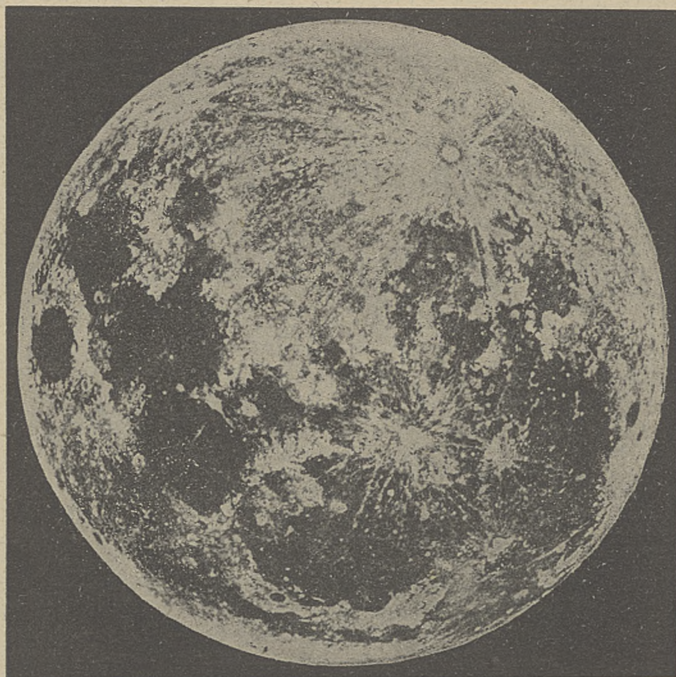
Ryc. 62.

wia bardzo chaotyczny, dziki obraz. Do najdzikszych, najbardziej skomplikowanych, należy okolica krateru Tycho, widzialnego u góry na ryc. 63.

Góry pierścieniowe tem się różnią od kraterów, że zajmują o wiele znaczniejszą powierzchnię, wynoszącą niekiedy dziesiątki tysięcy kilometrów kwadratowych, a zewnętrzny pierścień składa się nie z jednego wału, ale z całych pasm i łańcuchów górskich, często bardzo chaotycznie poplątanych. Wszystkich gór pierścieniowych i kraterów znanych obecnie jest z górą 50.000.

Do ciekawych utworów księżycowych należą jeszcze ciemne *pręgi*,

ciągnące się wzdłuż na setki kilometrów i przecinające góry i morza. Są to brózdy, powstałe skutkiem pękania skorupy księżyca, sięgające niekiedy do głębokości 300 metrów. Takich pręg znamy dotąd przeszło tysiąc. Dalej zwracają uwagę, szczególnie w czasie pełni, jasne smugi, rozchodzące się promienisto w rozmaite strony od niektórych kraterów. Najwybitniejszy układ smug rozchodzi się od krateru Tycho. Smugi te nie są zagłębieniami na powierzchni księżyca, ani też wzniesieniami, są to więc wprost pasma, silniej odbijające światło słoneczne,



Ryc. 63.

aniżeli przyległy teren; o pochodzeniu ich dotąd nic pewnego nie da się powiedzieć.

W ostatnich kilkunastu latach do poznania powierzchni księżyca przyczyniło się w znacznym stopniu zastosowanie fotografji. Rycina 63 daje wyobrażenie o charakterystycznych utworach powierzchni księżyca, widzianego przez odwracającą lunetę astronomiczną.

99. Mars. Najbliższą słońca planetą górną jest Mars. Widzialny jest z ziemi zawsze, jako jasna gwiazda, o wybitnie czerwonawej barwie, która zmienia się zależnie od odległości w granicach od (— 3) do + 2-ej

wielkości. Pod względem objętości jest on 7 razy mniejszy od ziemi, a pod względem masy 9 razy mniejszy, tak, że średnia jego gęstość równa się około 0·8 średniej gęstości ziemi.

Mars wyróżnia się wśród innych planet obfitością szczegółów, dostrzeżonych na jego powierzchni. Są to w przeważnej części szczegóły trwałe, dzięki którym można było bardzo dokładnie zbadać okres obrotu Marsa dokoła osi, oraz położenie jego równika. Okres obrotu dokoła osi wynosi 24 g. 37 m. 22.7 s., a więc dzień na Marsie tylko niewiele jest dłuższy od dnia ziemskiego. Równik Marsa względem płaszczyzny jego drogi nachylony jest pod kątem około 24^0; kąt ten, jak widzimy, bardzo zbliżony jest do pochyłości ekliptyki (ust. 21). Wynika stąd, iż na Marsie zachodzą zmiany pór roku w sposób podobny, jak na ziemi. Ponieważ okres obiegu Marsa dokoła słońca wynosi 687 dni (ust. 46), więc też pory roku są tam blisko 2 razy dłuższe niż na ziemi.

Na powierzchni Marsa występują utwory bardzo rozmaite co do barwy, kształtu i wielkości. Szczególnie wyróżniają się miejsca o barwie jasnej, zwane lądami, i miejsca ciemniejsze, zwane morzami, zatokami, jeziorami etc., zależnie od ich wielkości. Są to utwory trwałe, których wygląd zresztą może ulegać znacznym zmianom w rozmaitych porach roku Marsa.

W ostatnich 40 latach topografja Marsa była badana nader szczegółowo. Szczególnie ciekawemi utworami są t. zw. *kanały*; są to ciemne prążki, przebiegające na powierzchni lądów Marsa i łączące ze sobą dwa morza, lub też jeziora z morzami. Przebiegają one zazwyczaj w kierunku wielkich kół, a razem tworzą misterną sieć prawie o geometrycznej regularności. Ta regularność była podstawą hipotezy, że są one dziełem istot rozumnych. Szczególnie ciekawą jest okoliczność, że widzialność kanałów znajduje się w wyraźnym związku z porami roku na Marsie, a mianowicie z wielkością *plam biegunowych*.

Plamy biegunowe są to białe plamy, pokrywające okolice obu biegunów; wielkość ich zmienia się bardzo w zależności od pory roku. Gdy na półkuli północnej jest lato, plama północna maleje, wzrasta zaś plama południowa. Odwrotnie, gdy półkula południowa ma lato, zmniejsza się plama południowa, a wzrasta północna. Niekiedy znika całkowicie plama na tej półkuli, która ma lato. Zmiany plam sprawiają wrażenie, że są to kondensacje jakiejś cieczy, które tają pod działaniem ciepła słonecznego. Narzuca się analogja ze śniegami i lodami podbiegunowemi na ziemi.

Gdy południowa plama około daty południowego stanowiska słońca prawie znika, kanały, szczególnie na półkuli południowej, występują w wielkiej liczbie; są one przytem szerokie i wyraźne. Gdy wzrasta plama

południowa, poczynają znikać kanały najprzód najbardziej północne, później coraz bardziej południowe — aż wreszcie znikają na pewien czas wszystkie. Sprawia to wrażenie, że kanałami odpływa ciecz, powstająca z tajania plam biegunowych, i za ich pośrednictwem rozchodzi się po całej powierzchni Marsa.

Istnienie atmosfery na Marsie nie może ulegać wątpliwości, skoro wyżej opisana cyrkulacja tam zachodzi. Jednakże atmosfera ta jest bardzo przeźroczysta i prawie nie wpływa na wyrazistość szczegółów, widzialnych na powierzchni Marsa. Kondensacje w rodzaju naszych chmur lub mgły stosunkowo rzadko bywają dostrzegane na Marsie.

Podobieństwo warunków, panujących na Marsie, do warunków ziemskich, a następnie odkrycie kanałów, tak regularnie przebiegających i jak gdyby według jakiegoś potężnego planu poprowadzonych, jest przyczyną wielkiego zainteresowania się szerszego ogółu tą planetą. Czem są te kanały, dotąd z całą pewnością nie wiemy; należy jednakże zauważyć, że przy obserwacji kanałów dużą rolę odgrywa złudzenie optyczne, polegające na tem, że izolowane drobne punkty oko łączy w nieprzerwane linje. Powierzchnię Marsa z najważniejszemi jej utworami przedstawia rycina 64.

Mars posiada 2 księżyce. Są to drobne ciała, widzialne jako gwiazdy 12-ej wielkości, których średnice mają 8 do 9 kilometrów długości. Oba te księżyce znajdują się bardzo blisko Marsa, bliższy, Fobos, w odległości 9300 km, dalszy, Dejmos, w odległości 23000 km od środka planety.

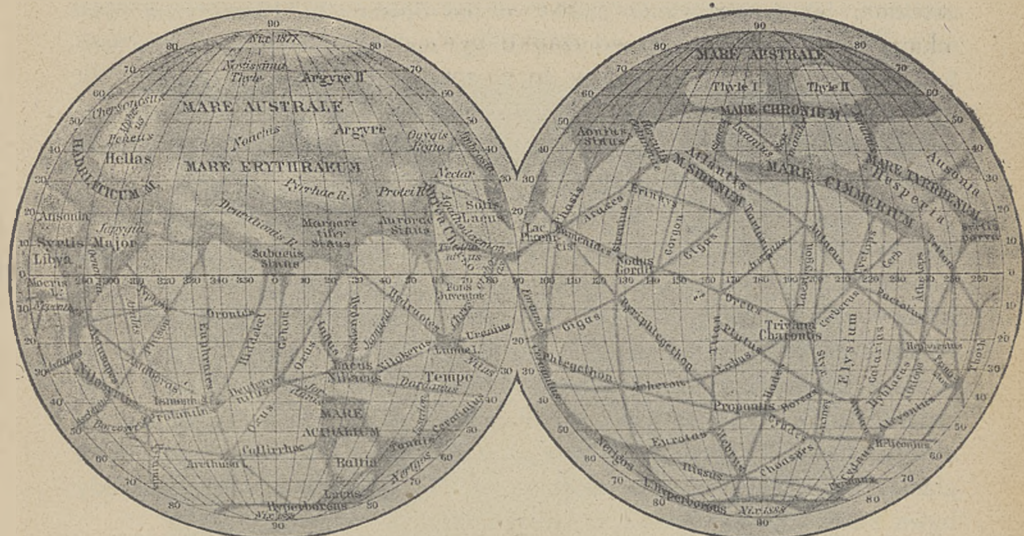
Fobos obiega Marsa w okresie 7 g. 39 m., a Dejmos w okresie 30 g. 18 m. Jak widzimy, Fobos okrąża Marsa w krótszym czasie, aniżeli ten obraca się dokoła osi. Jest to jedyny znany przypadek tego rodzaju w całym układzie słonecznym. Wskutek tak szybkiego ruchu spostrzegaczowi na Marsie musi się wydawać, iż Fobos posiada ruch, przeciwny pozornemu dziennemu ruchowi nieba.

100. Planetoidy. Średnia odległość między Marsem a następną wielką planetą Jowiszem wynosi 3.7 jednostek planetarnych. W tej przestrzeni między Marsem a Jowiszem krąży wielka liczba drobnych planet, zwanych planetoidami, o których już było wspomniane w ustępie 43. Są one tak małe, że mogą być widziane z ziemi tylko w okresach bliskich opozycji: wtedy są podobne do drobnych gwiazd teleskopowych.

Pierwsza planetoida Ceres odkryta została 1 stycznia 1801 r., obecnie liczba znanych planetoid przekracza 1000 i zwiększa się wciąż dzięki coraz nowym odkryciom. Największemi planetoidami są Ceres, Pallas, Juno i Westa, które w opozycji dorownywają gwiazdom 6 do 8 w; przeważna część planetoid dorównywa gwiazdom 11 do 14 w.

O budowie fizycznej planetoid nic nam nie wiadomo, jak również o ich objętości i masie. Według prawdopodobnego szacowania ogólna ich objętość i masa nie dorównywa nawet tysiącznej części objętości i masy ziemskiej.

Jedna z planetoid Eros, odkryta w r. 1898, której średnia odległość wynosi 1.46 j. pl., krąży pomiędzy ziemią a Marsem, a z powodu dużego mimośrodu swej drogi może się ona zbliżyć do ziemi na odległość 0.11 j. pl., t. j. najmniejszą, jaka zachodzi pomiędzy ziemią



Ryc. 64.

a jakąkolwiek planetą. Dlatego to obserwacje Erosa dają możność bardzo dokładnego wyznaczenia paralaksy słońca (ust. 67).

W r. 1906 odkrytą została planetoida, która krąży już poza Jowiszem, a więc w przestrzeni między Jowiszem a Saturnem. Została ona nazwana Achillesem. Później odkryto jeszcze kilka planetoid tej grupy, a najdalszą jest Hektor, którego średnia odległość od słońca wynosi 5.28 j. pl., t. j. o 0.08 j. pl. więcej, aniżeli średnia odległość Jowisza (ust. 50).

101. Jowisz. Jowisz zaczyna szereg wielkich planet, znacznie przewyższających rozmiarami ziemię. Sam on jest największą planetą całego układu. Objętość jego jest 1400 razy większa od objętości ziemi, a masa 318 razy większa od masy ziemskiej. Stąd oblicza się, że gęstość średnia Jowisza jest blisko 5 razy mniejsza od gęstości ziemi, a więc niewiele większa, niż gęstość czystej wody. Z ziemi widziany, przedstawia

się Jowisz zawsze jako jasna gwiazda o żółtawej barwie, która w zależności od odległości od ziemi zmienia się od (— 1.5) do (— 2.5) wielkości.

Jowisz posiada bardzo szybki ruch wirowy, okres obrotu jego wynosi zaledwie 9 g. 57 min. Dostrzeżono jednakże, że okres ten wypada nieco różny, zależnie od odległości plam, z których ruchu okres wyprowadzono, od równika Jowisza. Pod tym względem Jowisz podobny jest do słońca, i widać stąd, że powierzchnia jego jeszcze nie jest tak ustalona, jak powierzchnia planet, dotąd opisanych. Płaszczyzna równika Jowisza tworzy z płaszczyzną drogi mały kąt, wynoszący 3^0, wobec czego pory roku, podobne do ziemskich, na nim nie istnieją.

Szybki ruch wirowy w połączeniu z wielkiemi rozmiarami spowodował znaczne spłaszczenie Jowisza u biegunów, wynoszące $^1/_{16}$; spłaszczenie to uderza na pierwszy rzut oka.

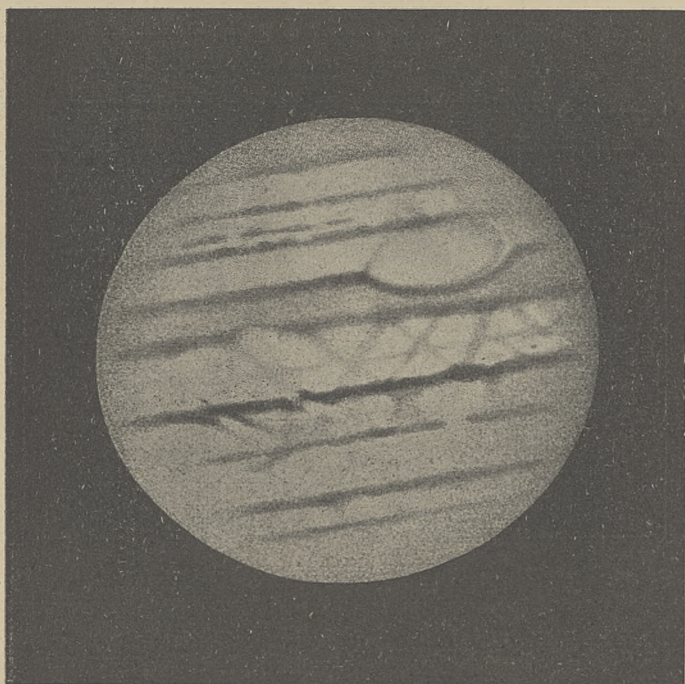
Powierzchnia Jowisza nie przedstawia takiego bogactwa szczegółów, jak powierzchnia Marsa. Charakterystyczne dla Jowisza są pasy, ciągnące się równolegle do jego równika po obu stronach, z których środkowy, najszerszy, ma około 20^0 szerokości; pasy te są zmienne tak co do szerokości, jak i co do położenia. Prócz tego pojawiają się na Jowiszu plamy mniejsze i większe, które niekiedy odznaczają się znaczną trwałością; obserwacje tych plam są podstawą wyznaczenia okresu obrotu Jowisza. Szczególną trwałością odznacza się wielka czerwona plama, która jest już obserwowaną od blisko lat 100, choć niekiedy bywa bardzo słaba i ledwo dostrzegalna.

Plamy Jowisza są ruchome, z czego wynika, że nie są to utwory, spoczywające na jakiemś trwałem podłożu, lecz prawdopodobnie unoszą się w atmosferze Jowisza. Wiele argumentów przemawia za tem, że powierzchni Jowisza nie widzimy wcale, ale tylko otaczającą go gęstą atmosferę, i że zmiany, które w tej atmosferze widzimy, zachodzą pod działaniem własnego ciepła Jowisza. Wynikałoby stąd, że znajduje się on w stanie przejściowym pomiędzy stanem słonecznym a tym, który osiągnęły planety mniejsze, posiadające twardą skorupę. Rycina 65 daje wyobrażenie o wyglądzie powierzchni Jowisza.

Jowisz posiada 9 znanych księżyców, z których 4 wielkie znane są oddawna, 5 zaś bardzo małych odkryto w ostatnich czasach. Nazwy czterech wielkich księżyców są: 1) Io, 2) Europa, 3) Ganimed, 4) Kallisto. Są to, z wyjątkiem Europy, ciała kilka razy większe od naszego księżyca, Europa zaś równa się co do wielkości księżycowi ziemskiemu. Pod względem masy największy jest Ganimed, dalej idą kolejno Kallisto, Europa i Io. Wiadomości o ich budowie fizycznej są bardzo skąpe.

Z drobnych księżyców Jowisza księżyce VIII i IX biegną dokoła Jowisza w kierunku wstecznym, t. j. przeciwnym ruchowi wszystkich innych księżyców.

102. Saturn. Następna planeta Saturn pod wielu względami jest podobna do Jowisza. Co do rozmiarów jest to druga planeta w układzie słonecznym. Objętość Saturna jest 710 razy większa od objętości ziemi, masa zaś 95 razy większa od masy ziemskiej. Obliczona stąd średnia gęstość Saturna wynosi zaledwie 0.13 średniej gęstości ziemi; jest ona mniejsza od gęstości wody i w stosunku do niej wynosi 0.73. Wynika



Ryc. 65.

stąd, że Saturn jest planetą bardzo mało skoncentrowaną, nie posiadającą prawdopodobnie jeszcze stałej skorupy, a więc kulą, utworzoną z par i gazów.

Z ziemi Saturn przedstawia się jako gwiazda o matowem białem świetle, zmieniająca się w granicach od 1.5 do (— 0.5) wielkości. Już przez niewielkie teleskopy dostrzec można, że Saturn otoczony jest jasnym pierścieniem, którego płaszczyzna w ogólności nachylona jest względem promienia widzenia. Dostrzega się też spłaszczenie kuli Saturna, silniejsze jeszcze niż u Jowisza, bo wynoszące 0·1.

To silne spłaszczenie jest wynikiem prędkiego obrotu Saturna dokoła osi, którego okres wynosi 10 g. 14 m. Ale i u Saturna, podobnie jak u Jowisza i słońca, stwierdzono wzrost okresu obrotu wraz z odległością od równika.

Płaszczyzna równika Saturna nachylona jest względem płaszczyzny jego drogi pod kątem 27°, z czego wynika, że zachodzą tam, podobnie jak u nas na ziemi, 4 „pory roku“, trwające po 7 lat z górą. Ale ponieważ działanie słońca na Saturnie jest przeszło 90 razy słabsze, niż na ziemi, więc pory roku na tej planecie nie mogą się bardzo różnić między sobą, a to tem bardziej, że Saturn posiada jeszcze własne ciepło, pod którego wpływem zachodzą zmiany, dostrzegane na jego powierzchni. Zmiany te są niezależne od pór roku i bardzo podobne do zjawisk, zachodzących na Jowiszu. Jak na Jowiszu, dostrzec też można



Ryc. 66.

na Saturnie pasy, przebiegające równolegle do równika, a w granicach tych pasów pojawiają się plamy, które po pewnym czasie znikają. Plamy te służą za podstawę do wyznaczenia okresu obrotu Saturna.

Zjawiskiem bardzo ciekawem i jedynem w swoim rodzaju jest wyżej wspomniany pierścień Saturna. Pierścieni jest właściwie trzy, oddzielonych niewielkiemi przerwami. Są one prawie spółśrodkowe z Saturnem, wydają się okrągłemi i przypadają w jednej płaszczyźnie z równikiem Saturna. Badania stwierdzają, że składają się one z mnóstwa drobnych ciał, które krążą dokoła Saturna z prawa na lewo według praw K e p l e r a, t. j. z prędkością tem większą, im bliżej ciałko dane znajduje się planety. Wyobrażenie o wyglądzie Saturna daje rycina 66.

Saturn posiada 10 księżyców, których imiona są: Mimas, Encelades, Tethys, Dione, Rhea, Tytan, Hiperjon, Japet, Phoebe i Themis.

Krążą one, z wyjątkiem Phoebe, w płaszczyznach mało nachylonych względem równika Saturna, z prawa na lewo. Księżyc IX Phoebe przedstawia tę samą osobliwość, co VIII i IX księżyc Jowisza, t. j. posiada ruch wsteczny. O budowie fizycznej księżyców Saturna dotąd prawie nic niewiadomo.

103. Uran. Neptun. Najdalszemi znanemi planetami układu słonecznego są Uran i Neptun. Uran widzialny jest z ziemi jako gwiazda 6-ej wielkości, może więc jeszcze być dostrzeżony gołem okiem. Pod względem rozmiarów swych rzeczywistych zajmuje on 3-cie miejsce w układzie słonecznym. Przewyższa kulę ziemską pod względem objętości 76 razy, pod względem masy 14 razy; wynika stąd gęstość średnia, wynosząca 0·18 gęstości ziemi. Zbliża się Uran pod tym względem najbardziej do Jowisza.

Wielka odległość Urana od ziemi powoduje, że badanie jego powierzchni jest bardzo trudne. Niektóre spostrzeżenia przemawiają za tem, że pod względem budowy fizycznej jest on podobny do Jowisza i Saturna. Nader rzadko pojawiające się na powierzchni Urana smugi i plamy nie pozwoliły jeszcze dokładnie zbadać jego ruchu wirowego; prawdopodobnie okres obrotu jest krótki, może jeszcze krótszy, niż okres obrotu Jowisza i Saturna.

Uran ma 4 księżyce, których imiona są: Arjel, Umbrjel, Tytanja i Oberon. Wszystkie one mają ruch wsteczny, a drogi ich są prawie prostopadłe do płaszczyzny drogi Urana. W przypuszczeniu, że płaszczyzny dróg księżyców Urana mało są nachylone względem równika planety, wypadałoby, że oś Urana leży w płaszczyźnie jego drogi. Czy taki stan rzeczy w istocie zachodzi, na to niema jeszcze dostatecznych dowodów.

Najdalsza ze znanych planet, Neptun, głośna jest głównie z tego powodu, że istnienie jej zostało wywnioskowane na drodze teoretycznej, mianowicie na podstawie perturbacyj, dostrzeżonych w ruchu Urana, które tylko istnieniem planety poza Uranem wyjaśnione być mogły. Rachunki L e v e r r i e r a doprowadziły do znalezienia tej planety na niebie.

Neptun przedstawia się jako gwiazda 8-ej wielkości, nie może więc być widziany gołem okiem. Pod względem objętości przewyższa on ziemię 55 razy, pod względem masy 17 razy. Gęstość jego wynosi 0.3 gęstości ziemi, jest więc znacznie większa od gęstości trzech poprzednich planet. O ruchu wirowym tej planety oraz o warunkach fizycznych, na niej panujących, wiadomości dotąd są bardzo niepewne.

Neptun posiada 1 księżyc, widzialny tylko przez największe teleskopy jako gwiazda 14-ej wielkości. Podobnie, jak księżyce Urana, posiada on ruch wsteczny. Wsteczny ruch księżyców dwóch ostatnich planet układu nie polega prawdopodobnie na przypadkowym zbiegu oko-

liczności, lecz znajduje się w ścisłym związku z warunkami, w których układ słoneczny się wytworzył.

104. Powstanie układu słonecznego. Biorąc pod uwagę układ słoneczny jako całość, dostrzegamy pewne cechy, które każą się domyślać, że ruchy ciał, należących do układu, są wynikiem wspólnej przyczyny. Cechy powyższe są następujące: 1) drogi wszystkich planet i księżyców są elipsami, bardzo mało różniącemi się od kół; 2) płaszczyzny dróg wszystkich planet i księżyców (z wyjątkiem księżyców Urana i Neptuna i trzech drobnych księżyców Jowisza i Saturna) oraz płaszczyzny równików planet i księżyców — o ile zostały poznane — tworzą małe kąty z płaszczyzną równika słonecznego; 3) wszystkie ruchy planet dokoła słońca, oraz księżyców dokoła planet (z wyjątkiem wyżej wspomnianych), jak i ruchy wirowe słońca, planet i księżyców — o ile zostały poznane — odbywają się z prawa na lewo.

Jest rzeczą bardzo mało prawdopodobną, ażeby taki stan rzeczy wytworzył się przypadkowo — a w takim razie ukształtowanie się układu w ten, a nie w inny sposób, zależnem było od stałego działania pewnego prawa. W jaki sposób powstał układ słoneczny, dotąd nie wiemy. W tym przedmiocie istnieje wiele różnych poglądów, ale są one w przeważnej części tylko dalszem rozwinięciem najgłośniejszej hipotezy kosmogonicznej Laplace'a, przystosowanem do poznanych później faktów naukowych oraz mającem na celu usunięcie trudności, które przy głębszej krytyce tej hipotezy się wyłaniają.

Według dzisiejszego stanu nauki hipotezę Laplace'a streścić można w sposób następujący. Pierwotnie materja układu słonecznego wypełniała w stanie bardzo rozrzedzonym całą przestrzeń aż poza drogę Neptuna. Była to mgławica kulista, utworzona ze słabo świecących gazów o niskiej dosyć temperaturze. Mgławica ta obdarzona była powolnym ruchem wirowym dokoła osi, mało różnej co do kierunku od dzisiejszej osi obrotu słońca. Równolegle z postępującem kurczeniem się grawitacyjnem (ust. 93) wzrastała prędkość ruchu wirowego, zgodnie z prawem zachowania pól, oraz temperatura mgławicy. Stale wzrastająca prędkość obrotu była powodem, że w pewnych momentach siła odśrodkowa na powierzchni kuli w pasie równikowym brała górę nad siłą dośrodkową; skutkiem tego oddzielał się na równiku pierścień materji, wirujący nadal w tym samym kierunku, co kula. Przy dalszej koncentracji mgławicy z biegiem czasu oddzieliło się od niej tyle takich pierścieni, ile jest planet w układzie. Laplace uważał pierścień Saturna za utwór, powstały w sposób podobny, który dotąd się zachował. Jednakże budowa tego pierścienia, jaką poznaliśmy (ust. 102), znajduje się w sprzeczności z tym poglądem.

Pierścienie nie odznaczały się trwałością; pod wpływem czyto perturbacji w ich układzie, czyto działania sił zewnętrznych, rozpadały się one, a materja ich skupiała się w postaci kuli, jako figury równowagi ciał płynnych, poddanych działaniu tylko sił wewnętrznych. Kule te biegły w tym samym kierunku, w którym wirował pierścień, a zarazem same otrzymywały ruch wirowy dokoła osi, prostopadłych do płaszczyzny drogi. Z kul wirujących z biegiem czasu przez oddzielanie się pierścieni tworzyły się księżyce w sposób podobny, jak planety.

Nie wchodząc w szczegóły tej hipotezy, zaznaczyć należy, że aczkolwiek wypływające z niej wnioski znajdują się często w sprzeczności ze znanemi faktami, to wszakże, jako idea, była ona nadzwyczaj płodną i z różnemi koniecznemi zmianami dotąd służy za fundament, na którym się opierają naukowe dociekania kosmogoniczne.

ROZDZIAŁ XIII.

Komety i meteory.

105. Drogi komet. Komety charakterem swych ruchów wykazują, że podlegają działaniu masy słońca; z tego względu uważane być muszą za części naszego układu słonecznego. Jednakowoż nie są one ściśle pochodzeniem związane z układem, lecz przybywają prawdopodobnie z przestrzeni międzygwiazdowych, a słońce, spotykając je na swej drodze przestrzennej, przyciąga je ku sobie. Własny ruch komet w przestrzeni, zachodzący w różnych kierunkach i z różną prędkością, jest powodem, że komety nie spadają na słońce, lecz zakreślają drogi, wynikające ze sposobu działania siły przyciągającej słońca. Położenie tych dróg w układzie słonecznym oraz ich kształt również są bardzo rozmaite, a kierunek ruchu komet bywa równie często prosty jak i wsteczny.

Drogi komet są to w przeważnej części bardzo wydłużone elipsy, ale zdarzają się też drogi hiperboliczne. W tym ostatnim przypadku kometa tylko raz przebiega układ słoneczny, poczem powraca do przestrzeni, z której została przyciągnięta.

Gdy kometa biegnie po elipsie, wtedy jest *perjodyczną*. Sprawdzić tę perjodyczność można tylko w tych przypadkach, gdy okres nie jest zbyt długi; jeżeli okres wynosi setki lub nawet tysiące lat, to sprawdzenie perjodyczności komety praktycznie jest niemożliwe. Z drugiej strony komety widzialne bywają zazwyczaj bardzo krótko, w czasie gdy przebiegają stosunkowo niewielki łuk w okolicy punktu przysłonecznego, i ta część drogi, którą z obserwacji wyznaczyć można,

prawie nie różni się, w granicach błędów obserwacji, od równej długości łuku paraboli, podobnie położonej, jak elipsa. Skutkiem tego zazwyczaj drogi komet, których perjodyczności stwierdzić nie można, uważa się za paraboliczne, a to ze względu na większą łatwość obliczenia elementów drogi parabolicznej.

Pomimo że liczba komet, które dotąd były obserwowane, przekracza 1000, tylko nieznaczną ich część można było na pewno zaliczyć do perjodycznych, a z tych zaledwie około 30 w istocie widziano w kilku powrotach. Drogi tych ostatnich są to elipsy stosunkowo niebardzo wydłużone, ale najmniejszy znany mimośród przecież wynosi 0·40. Okres ich obiegu jest krótki: najkrótszy okres obiegu, 3.3 lat, posiada kometa Enckego, najdłuższy zaś, 76 lat, kometa Halley'a, do której odnoszą się liczne wzmianki w starożytnych kronikach. Z ich pomocą można stwierdzić prawie wszystkie powroty tej komety, które zaszły w ciągu 2000 lat. Ostatni powrót komety Halley'a w r. 1910 stwierdził zupełną zgodność obliczenia z obserwacją.

Znanych jest prócz tego około 30 komet z okresem mniejszym niż 100 lat, których powrotu jednakże nie można było jeszcze obserwować.

106. Cechy charakterystyczne komet. Chociaż komety przybywają do nas ze wszystkich stron przestrzeni międzygwiazdowej, mają one pod względem fizycznym wiele cech wspólnych, skutkiem czego tworzą odrębną grupę ciał niebieskich. Przedewszystkiem wszystkie one mają nadzwyczaj małą masę w porównaniu z planetami, co wynika z faktu, że ulegają one w silnym stopniu perturbacjom przy zbliżaniu się do planet, a odwrotnie nie powodują dostrzegalnych zakłóceń w ruchach planet lub ich księżyców. Materja komet nie powoduje też dostrzegalnego zmniejszenia jasności gwiazd, które przez nią przeświecają, ani też załamania światła. Obserwacje te zmuszają do wniosku, że materja komet jest nadzwyczaj rzadka, albo też że komety są luźnemi skupieniami cząsteczek stałych lub płynnych, oddzielonych od siebie znacznemi przerwami.

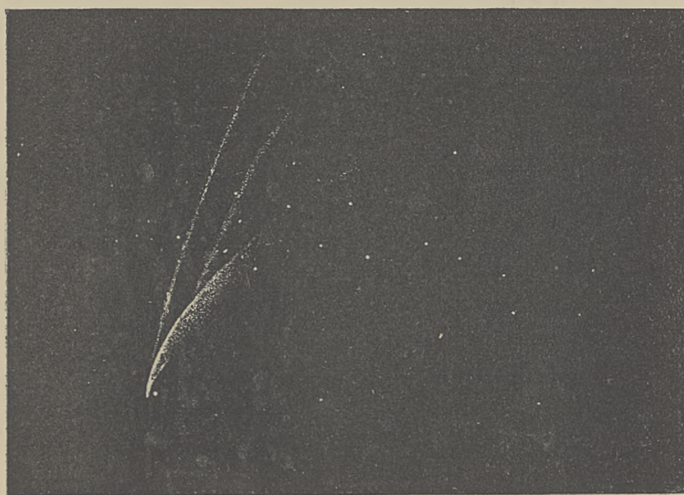
Komety samodzielnie nie wydzielają światła ani ciepła, skutkiem czego w większych odległościach od słońca i od ziemi nie są widzialne. Zbliżywszy się dostatecznie do słońca i do ziemi, stają się widzialne dzięki odbitemu światłu słonecznemu.

Przy większem zbliżeniu się komety do słońca do tego odbitego światła słonecznego przyłącza się światło, które kometa sama wysyła. Objawia się w ten sposób specyficzne oddziaływanie słońca na materję komet, które występuje tem silniej i w sposób tem rozmaitszy, im bardziej w punkcie przysłonecznym kometa zbliża się do słońca.

Typowe zmiany, którym podlega kometa, zbliżająca się bardzo do

słońca, są następujące. W znacznej odległości od słońca komety ukazują się, jako małe świecące mgiełki bez określonego kształtu, w których często, lecz nie zawsze, dostrzec można jaśniejszą część środkową, podobną do małej gwiazdki, zwaną *jądrem*. W tem stadjum komety widzialne są tylko przez teleskopy. Gdy kometa zbliża się do słońca, w pewnej odległości poczyna ona wysyłać światło, a jednocześnie z jądra w kierunku ku słońcu wydziela się materja, która, zaginając się wstecz, tworzy zwróconą ku słońcu *głowę* komety, oraz wydłużający się coraz bardziej, zwykle odwrócony od słońca, *warkocz* czyli *ogon*.

107. Ogony komet. Proces tworzenia się ogonów komet w szczegółach niezawsze ma przebieg jednakowy i postać ogonów bardzo



Ryc. 67.

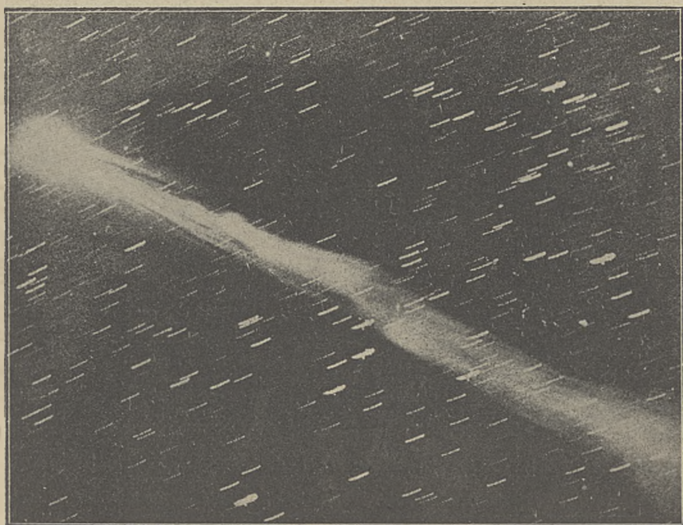
bywa rozmaita, co zależy od współdziałania różnych czynników, a być może też od różnorodności materji samych komet. Niewątpliwą wszakże jest rzeczą, że ogony komet wytwarzają się pod działaniem słońca i ulegają jakiejś sile odpychającej, która przezwycięża siłę ciężkości, działającą w kierunku ku środkowi słońca.

Ogony komet przedstawiają niekiedy zjawisko bardzo efektowne. Załączone ryciny komet: Donati'ego z r. 1858 (ryc. 67), Rordame'a-Quenisseta z r. 1893 (ryc. 68) i Daniela z r. 1907 (ryc. 69), dają pewne wyobrażenie o różnych postaciach, w jakich się ogony pojawiają. Ogony ciągną się niekiedy na olbrzymią długość, dochodzącą do 100000000 kilometrów, a szczególnie zadziwiającym jest fakt, że tak

wspaniałe efekty świetlne osiągane być mogą pomimo prawie znikomej gęstości materji, która w tych ogonach świeci.

Zwracamy uwagę na kreseczki, widzialne na ryc. 68 i 69. Ponieważ dla uzyskania fotografji komety trzeba ją eksponować często przez kilka minut i w tym czasie, przez nadawanie odpowiedniego ruchu lunecie fotograficznej, utrzymywać obraz komety w tem samem miejscu kliszy, więc gwiazdy zakreślają na kliszy drogi, które są odźwierciedleniem drogi, przebytej przez kometę pośród gwiazd w czasie jej fotografowania.

Ogony, jak wspomnieliśmy wyżej, nie są stałą częścią komet, lecz wytwarzają się pod działaniem słońca na jądro, z którego materja ogonów się wydziela i z wielką siłą jest przez słońce odpychana. Natura tej siły odpychającej dotąd nie jest dokładnie zbadana, ale w ostatnich

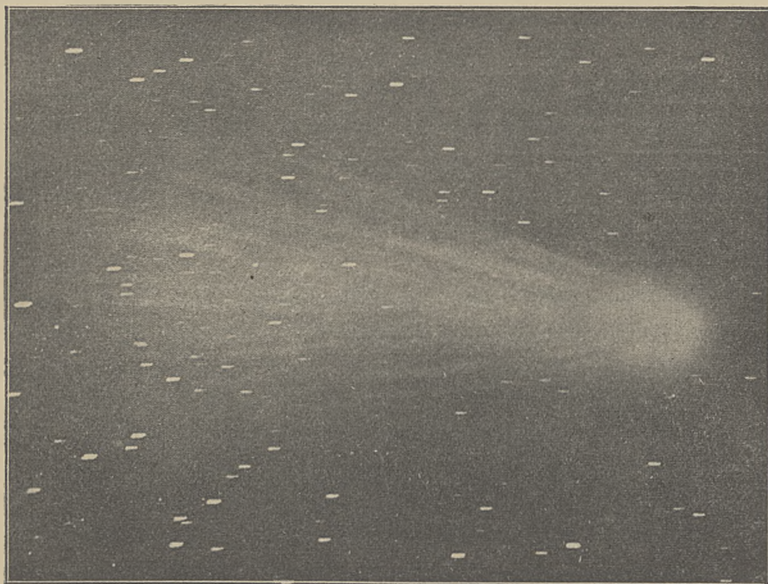


Ryc. 68.

czasach coraz bardziej utrwala się pogląd, że jest nią ciśnienie promieni światła słonecznego, ktore, jak się zdaje, również objawia się w zjawisku korony słonecznej (ust 92).

Ponieważ odpychanie trwa nieprzerwanie, więc materja ogona ciągle się odnawia. Świadczy o tem szybka zmiana kierunku ogona w czasie biegu komety dokoła słońca, skutkiem której ogon przypada stale w przybliżeniu na przedłużeniu promienia wodzącego komety, t. j. na linji prostej, łączącej jądro ze słońcem. Gdyby ogon był stałą częścią komety, to z jego kierunku trzebaby wnioskować, że najdalsze części

ogona mają prędkość kątową równie wielką, jak części o wiele bliższe jądra, co byłoby w sprzeczności z drugiem prawem Keplera, a raczej z zasadą ogólniejszą stałych prędkości wycinkowych. Zjawisko ogona należy więc uważać za analogiczne do dymu, wznoszącego się ponad kominem: aczkolwiek dym może się nam przedstawiać w postaci nieruchomego słupa, to wiadomo przecież, iż zasilany jest on przez coraz nowy materjał, wychodzący z komina, gdy poprzednio wydzielony rozchodzi się w powietrzu i dla oka ginie.



Ryc. 69.

108. Budowa fizyczna komet. Badania widmowe komet do pewnego stopnia rozjaśniły ich przyrodę, pomimo to wielu jeszcze kwestyj zbadać się nie udało. Widmo komet składa się z widma ciągłego, na którem widnieje znaczna liczba ciemnych prążków absorbcyjnych, charakterystycznych dla słońca, oraz z trzech jasnych pasm, odznaczających się większą jasnością na tle widma ciągłego. Prążki absorbcyjne pochodzą od promieni słonecznych, odbitych od cząsteczek komety; jasne zaś pasma emisyjne pochodzą od gazów komety, świecących w bliskości słońca, prawdopodobnie przez pobudzenie elektryczne. Pasma te są charakterystyczne dla związków węgla, mianowicie węglowodorów oraz cjanu (t. j. związku węgla z azotem).

Prócz węgla nieliczne tylko inne pierwiastki stwierdzono w widmach komet. Tak, w widmie przeważnej części komet, które w punkcie przysłonecznym znajdowały się bardzo blisko słońca, w epoce przejścia przez punkt przysłoneczny stwierdzić można było jasną linję sodu (np. w widmie komety I z roku 1881, komety wrześniowej r. 1882, komety Halley'a w r. 1910 i t. d.), a w jednym wypadku, mianowicie w widmie wspomnianej komety wrześniowej r. 1882, dostrzeżono też jasne linje żelaza.

Wnioskować stąd należy, że wysoka temperatura w tak bliskiem sąsiedztwie słońca powoduje ulatnianie się tych pierwiastków, które w stanie pary mieszają się z innemi gazami, wydzielanemi przez kometę już przy temperaturze niższej. Zresztą budowa chemiczna różnych komet nie jest jednakowa, widma bowiem różnią się między sobą i wtedy, gdy komety ze względu na słońce znajdować się zdają w podobnych warunkach; z drugiej strony zwrócono też uwagę na związek wyglądu komet z 11-letnim okresem plam słonecznych (ust. 89).

109. Ogólne cechy meteorów. Aerolity. W związku z kometami znajdują się t. zw. *gwiazdy spadające.* Jest to zjawisko, należące do kategorji *meteorów.* Pomiędzy różnemi rodzajami meteorów niema, zdaje się, zasadniczej różnicy, różnią się one raczej rozmiarami. Są to w ogólności ciała świecące, które na chwilę ukazują się na niebie, przebiegając większy lub mniejszy łuk, a potem gasną. Wielkie meteory, dosięgające niekiedy rozmiarów tarczy księżyca w pełni, nazywają się *kulami ognistemi* albo *bolidami.* W czasie biegu rozpryskują się one niekiedy na części, lub też pozostawiają po sobie ślad świetlany w postaci ogona, który widzialny bywa jeszcze przez pewien czas po zgaśnięciu meteoru. Czasem rozpryśnięcie meteoru połączone jest z detonacją, a niekiedy meteor w całości lub też w odłamkach spada na ziemię. Takie meteory, spadające na ziemię, nazywają się *aerolitami.*

Obserwując meteor jednocześnie z kilku dostatecznie odległych od siebie punktów na powierzchni ziemi i kreśląc widzialną z różnych miejsc drogę meteoru na niebie pośród gwiazd, można na tej podstawie obliczyć wysokość meteoru oraz jego drogę. Z takich obliczeń wynika, że w tym czasie, gdy meteor jest widzialny, przebiega on przez atmosferę ziemską. Natomiast prędkość jego biegu, wynosząca niekiedy kilkadziesiąt kilometrów na sekundę, jakiej pod działaniem samego przyciągania ziemi ciało osiągnąć nie może, świadczy o kosmicznem, t. j. nieziemskiem pochodzeniu tych ciał. Meteory są więc ciałami, przybywającemi do nas z przestrzeni międzyplanetarnej.

Jak się okazało z dokładnego zbadania ruchu wielu meteorów, drogi ich można uważać za hiperbole, których ogniskiem jest słońce. Wydaje się więc uzasadnionem przypuszczenie, że meteory w ten sam sposób dostają się do układu słonecznego, jak komety.

Skutkiem olbrzymiej prędkości meteoru w atmosferze ziemskiej powstaje silne tarcie i wywiązuje się tak wysoka temperatura, że meteor się rozżarza, często pęka, a po przejściu przez atmosferę znowu gaśnie. Jeżeli opór powietrza jest w stanie całkowicie zahamować ruch meteoru, co zależy od kierunku ruchu i prędkości, to meteor spada na powierzchnię ziemi pod działaniem siły ciężkości, jako aerolit.

Aerolity co do budowy, kształtu i składu chemicznego przedstawiają wielką rozmaitość, jednakże swemi cechami charakterystycznemi zawsze wyraźnie różnią się od ciał pochodzenia ziemskiego. We wszystkich aerolitach znajduje się żelazo rodzime, czyste lub też w połączeniu z niklem. Zawartość żelaza w aerolitach jest rozmaita, i pod tym względem dzielą się one na *syderyty*, *mezosyderyty* i *oligosyderyty*. W pierwszych główną masę stanowi żelazo, w drugich żelazo jest pomieszane w równych częściach z innemi minerałami, w ostatnich wreszcie stanowi ono tylko stosunkowo drobną domieszkę.

Dzięki temu składowi egzotycznemu odkryto całe mnóstwo aerolitów na powierzchni ziemi, które, być może, spadły na ziemię w zamierzchłych czasach, nikt bowiem spadnięcia ich nie obserwował. Niektóre z tych mas meteorycznych ważą po kilka tysięcy kilogramów. Znaczna liczba znalezionych takich aerolitów nie powinna nas dziwić, gdy zważymy, że spadanie meteorów jest zjawiskiem dosyć częstem (spada ich kilkaset w ciągu roku), a trwa zapewne tak długo, jak długo istnieje ziemia.

110. Gwiazdy spadające. Najmniej efektownem, ale zato najpospolitszem zjawiskiem z kategorji meteorów, są gwiazdy spadające. W przebiegu swym nie różnią się one od bolidów, ale ustępują im znacznie rozmiarami. Pod względem efektu świetlnego dają się porównać z gwiazdami i stąd pochodzi ich nazwa. Pojawiają się one bardzo często i, obserwując niebo uważnie choćby przez godzinę, zawsze dostrzec można kilka gwiazd spadających. Różnią się one między sobą jasnością oraz barwą w sposób podobny, jak gwiazdy rzeczywiste, a dalej też prędkością biegu i wielkością przebieżonego łuku. Zazwyczaj zjawisko trwa tylko jeden moment, t. j. mały ułamek sekundy, ale zdarzają się też gwiazdy spadające, które biegną bardzo powoli i widzialne są przez kilka lub kilkanaście sekund. Niektóre pozostawiają ślad, widzialny po zniknięciu meteoru przez pewien

czas t. j. przez kilka lub kilkanaście sekund, a niekiedy nawet przez kilka minut.

Gwiazdy spadające, jak świadczą badania nad ich wysokością, podobnie jak bolidy ukazują się tylko w granicach atmosfery, a przybywają do nas z przestrzeni międzyplanetarnej z prędkością, wynoszącą dziesiątki kilometrów na sekundę. Są to drobne ciałka, które rozżarzają się wskutek oporu atmosfery i całkowicie się w atmosferze ulatniają.

Na podstawie prędkości, z jaką gwiazdy spadające znikają, można do pewnego stopnia oznaczyć ich masę. Rzadko dosięga ona kilograma, a najczęściej wynosi tylko kilka gramów. Produkty ulotnienia po ostygnięciu bez przerwy spadają na ziemię w postaci drobnego pyłu, zwanego *pyłem kosmicznym*; najłatwiej pył ten wykryć tam, gdzie warunki gromadzenia się go są dogodne, a człowiek rzadkim tylko bywa gościem, np. na szczytach gór wysokich lub na śniegach podbiegunowych. Pył ten zawiera zawsze rodzime żelazo, lub żelazo w połączeniu z niklem, skąd wynika, że i pod względem składu chemicznego gwiazdy spadające podobne są do aerolitów.

Liczba gwiazd spadających jest olbrzymia: gdy weźmiemy pod uwagę całą kulę ziemską, wynika, że w ciągu doby miljony tych drobnych ciałek przenikają do atmosfery. Dla danego miejsca liczba gwiazd spadających jest zmienna, a w zmianach tych, jak wykazał Schiaparelli, odzwierciedlają się ruchy ziemi dokoła osi i dokoła słońca. Wpływ obrotu ziemi objawia się w ten sposób, że liczba gwiazd spadających w godzinach wieczornych jest najmniejsza i wzrasta stale do rana, ruch zaś ziemi dokoła słońca sprawia, że liczba gwiazd spadających większa jest w miesiącach drugiego półrocza, aniżeli pierwszego. Z tych różnic Schiaparelli obliczył prędkość przeciętną gwiazd spadających w przestrzeni, mianowicie około 44 kilometrów na sekundę; tyle wynosi prędkość ciała, znajdującego się w tej samej odległości od słońca co ziemia, lecz zakreślającego drogę paraboliczną.

111. Roje gwiazd spadających. Punkty promieniowania. Gwiazdy spadające pojawiają się w pewnych epokach w znacznie większej obfitości, niż przeciętnie. Powiadamy wtedy, że występują one *rojem*. Jeżeli rój taki przywiązany jest do pewnej daty w roku, to jest to rój perjodyczny, choćby nawet pomiędzy ukazywaniem się rojów tej samej daty upływała większa liczba lat. Niekiedy rój gwiazd spadających występuje całkiem niespodzianie; wtedy też mamy podstawę przypuszczać, że jest to rój perjodyczny, ale o nieznanym, a przytem długim okresie.

Najstalszym i od najdawniejszych czasów znanym jest rój sierp-

niowy, występujący najobficiej w dniach 10—15 sierpnia. Rój ten ze względu na dzień św. Wawrzyńca, przypadający 10 sierpnia, popularnie nazywany bywa „łzami św. Wawrzyńca". Bardzo obfitym był dawniej rój, który występował około 13 listopada (ust. 113).

Gwiazdy spadające, nie należące wyraźnie do rojów, nazywają się *sporadycznemi;* jednakże w rzeczywistości i te ostatnie należą do pewnych rojów, chociaż często bardzo ubogich.

Gwiazdy spadające, które należą do jednego roju, zdają się wychodzić z jednego punktu na niebie, zwanego *punktem promieniowania.* Mianowicie, przedłużając łuki, zakreślone przez gwiazdy spadające na niebie, w kierunku przeciwnym ich biegowi, znajdujemy, że przecinają się one w jednym punkcie. Znaczenie punktu promieniowania łatwo zrozumieć. Jeżeli wyobrazimy sobie kilka ciał, oddalających się od nas w kierunkach do siebie równoległych, to przy dostatecznej odległości ciała te przedstawią się nam jako jeden punkt, a kierunek ku temu punktowi będzie równoległy do kierunku, w którym owe ciała się oddaliły. Odwrotnie, przy zbliżaniu się ciał miałoby się wrażenie, że wychodzą one z jednego punktu i oddalają się od niego w miarę tego, jak zbliżają się do obserwatora w kierunkach do siebie równoległych. Ten drugi przypadek zachodzi przy zjawisku gwiazd spadających jednego roju: przybywają one wszystkie z przestrzeni w kierunkach, równoległych do linji prostej, poprowadzonej od obserwatora do punktu promieniowania.

Punkt promieniowania roju sierpniowego znajduje się w gwiazdozbiorze Perseusza, punkt zaś promieniowania roju listopadowego w gwiazdozbiorze Lwa. Meteory, należące do tych rojów, nazywają się dlatego odpowiednio *perseidami* i *leonidami.* Oczywiście punkt promieniowania tem dokładniej da się oznaczyć, im więcej meteorów z niego wychodzi. Ale nawet dla wielu rojów bardzo ubogich punkty promieniowania zostały wyznaczone. Liczba znanych punktów promieniowania wynosi około tyciąca. Do obfitszych rojów, prócz wyżej wymienionych, należą *liraidy* w drugiej połowie kwietnia, wychodzące z Lutni, *geminidy* w dniach 9—13 grudnia, mające punkt promieniowania w Bliźniętach i t. d.

112. Wyjaśnienie perjodyczności rojów. W celu wyjaśnienia perjodyczności gwiazd spadających należy przyjąć, iż drogę ziemi dokoła słońca przecinają w różnych jej punktach i kierunkach drogi owych ciałek. Każdemu kierunkowi odpowiada inny rój. Ziemia, biegnąc dokoła słońca, przechodzi kolejno przez wszystkie te roje, a ciałka, które spotyka, wdzierając się do jej atmosfery, stają się widzialnemi dla obserwatora ziemskiego. Zdarzyć się może, że w danym punkcie

orbity ziemskiej krzyżują się drogi dwóch lub więcej rojów, gdy więc ziemia znajduje się w tym punkcie, otrzymuje ona jednocześnie meteory z tych kilku rojów. Obserwator ziemski przekonywa się o tem, stwierdzając, że wychodzą one z różnych punktów promieniowania.

Roje posiadają rozmaitą gęstość oraz rozmaitą grubość. Gęstość roju wyraża się liczbą meteorów, pojawiających się w danym czasie, grubość zaś — czasem trwania roju. Jeżeli np. z jakiegoś roju meteory spadają tylko w ciągu jednej godziny, znaczy to, iż meteory płyną tylko cienką falą, której grubość przebiega ziemia w ciągu godziny. Przy prędkości, wynoszącej 30 km na sekundę, ziemia przebiega w ciągu godziny 108000 km; taką więc w tym przypadku byłaby grubość roju. Zazwyczaj roje trwają po kilka lub kilkanaście dni, stosownie do tego więc i grubość ich znacznie jest większa.

Perjodyczność rojów wskazuje, że krążą one dokoła słońca po elipsach, podobnie jak planety lub komety, i że są rozproszone wzdłuż całej orbity. Gdy drogi rojów przecinają się z drogą ziemską, to w czasie przejścia ziemi przez punkt przecięcia wdzierają się do jej atmosfery meteory. Jest zapewne też wiele takich rojów, których drogi z drogą ziemską się nie przecinają; tych oczywiście obserwacją stwierdzić nie możemy.

Jeżeli meteory są wzdłuż całej swej drogi równomiernie rozsypane, to zjawisko gwiazd spadających występuje corocznie z jednakowem natężeniem, i nie można wyznaczyć okresu obiegu ciałek dokoła słońca. Takim jest np. rój sierpniowy. Jeżeli wszakże w pewnej części drogi meteory są skupione bardziej, niż w innych, to natężenie zjawiska w tych latach jest największe, w których właśnie owa najgęściejsza część roju przechodzi przez drogę ziemi. Tak np. rój listopadowy co 33 lata występował wyjątkowo świetnie; to znaczy, że rój ten obiegał swą drogę w okresie 33-letnim. Świetne roje listopadowe trwały zazwyczaj z rzędu przez 3 lata, co znaczy, że zgęszczona część roju ciągnęła się wzdłuż jego drogi na takiej przestrzeni, jaką ciałka w ciągu trzech lat przebiegają.

113. Drogi rojów. Związek ich z kometami. Położenie punktu promieniowania na niebie określa nachylenie drogi roju względem ekliptyki; węzłem zaś drogi roju jest oczywiście to miejsce ekliptyki, w którem w czasie trwania roju znajduje się ziemia. Inne elementy roju wypływają ze znanej prędkości ciałek roju, lub też ze znanego okresu obiegu.

W ten sposób elementy dróg niektórych rojów, między innemi też roju sierpniowego i listopadowego, zostały wyznaczone. Okazało się, że elementy dróg tych rojów wykazują uderzające podobieństwo

do elementów niektórych znanych komet. To znaczy, że komety te krążą po tych samych drogach, co wymienione roje. Rojowi listopadowemu odpowiada 1-sza kometa z r. 1866, sierpniowemu zaś 3-cia kometa z r. 1862; takie odpowiednie komety znaleziono też dla niektórych innych rojów. Świadczy to o ścisłym związku, zachodzącym między kometami a gwiazdami spadającdmi.

Na czem polega ten związek, pouczają nas ciekawe spostrzeżenia, dotyczące komety Bieli, odkrytej w r. 1826. Była to kometa perjodyczna, której okres obiegu dokoła słońca wynosił $6^1/_4$ roku. Kiedy po dwóch obiegach dokoła słońca kometa pokazała się znów na niebie w r. 1842, nie była to już jedna kometa, ale 2 niezbyt od siebie odległe, krążące po tej samej drodze. Kometa więc rozpadła się na dwie części. Rozpadanie odtąd postępowało dalej i komety tej już nie widziano. Natomiast 27 listopada 1872 r., kiedy kometa powinna była według rachunku przechodzić przez węzeł zstępujący swej drogi, nastąpił nader obfity rój gwiazd spadających, którego punkt promieniowania znajdował się w gwiazdozbiorze Andromedy. Obliczone elementy tego roju wykazały zupełną zgodność z elementami komety Bieli. W tym wypadku rój meteorów bez wszelkiej wątpliwości powstał skutkiem rozpadnięcia się komety. Rój ten, zwany *andromedaidami*, występował odtąd stale w odstępach 7-letnich, aczkolwiek z świetnością niezawsze jednakową.

Znane są jeszcze inne przykłady rozpadania się komet, a rozpraszanie się ich materji wzdłuż całej orbity należy sobie tłómaczyć w sposób następujący. Ponieważ komety są skupieniami luźnemi niewielkich ciał, więc zgodnie z prawami Keplera ciała tych skupień posiadają prędkość tem większą, im bliżej słońca się znajdują. Skutkiem tego ciała dalsze od słońca coraz bardziej pozostają wtyle za bliższemi i skupienie kometarne coraz bardziej wydłuża się w kierunku drogi. W ten sposób z biegiem czasu materja komety wzdłuż całej orbity rozproszyć się musi. Wpływ planet przyczynia się także do rozpadania się komet, i perturbacjom w znacznej mierze przypisać należy niezwykle szybkie rozpadnięcie się komety Bieli.

Pozatem zakłóceniom ze strony planet ulegają drogi rojów w sposób podobny, jak drogi komet — i zjawiskiem zapewne dość częstem bywa, że przez zmianę kształtu drogi lub jej położenia punkt przecięcia drogi roju z płaszczyzną ekliptyki odsuwa się od samej orbity ziemskiej do tego stopnia, że ciałka roju z ziemią spotkać się nie mogą. Takiej zmianie uległa w ostatniem trzydziestoleciu droga roju listopadowego, skutkiem czego rój ten, należący jeszcze niedawno do naj-

wspanialszych, stał się zjawiskiem, nie zwracającem niczyjej uwagi. Ale to niespodziane zniknięcie roju z punktu widzenia astronomicznego jest żdarzeniem również bardzo ciekawem.

W ten sposób zjawisko gwiazd spadających możemy uważać w zasadzie za wyjaśnione. Dotyczy to zresztą prawdopodobnie i meteorów wogóle, gdy uznamy za rzecz możliwą, że w skład komet wchodzą odłamki materji tej wielkości, jakie niekiedy w postaci aeorolitów spadają na ziemię.

ROZDZIAŁ XIV.

Budowa fizyczna gwiazd. Układ drogi mlecznej.

114. Klasyfikacja widm. Ewolucja słońc. Podstawą naszych wiadomości o budowie fizycznej gwiazd jest analiza widmowa. Jeżeli tylko od jakiegoś źródła światła dochodzą do nas promienie, to pewne własności tego źródła przez rozbiór widmowy promieni można poznać niezależnie od tego, jak wielką drogę promienie przebyły (ust. 85). A więc zapomocą analizy widmowej gwiazdy mogą być badane tak samo, jak nasze słońce.

Wyniki analizy widmowej w tej dziedzinie są bardzo ciekawe. Stwierdzają one przedewszystkiem, że słońca wszechświata bynajmniej co do swej budowy nie są jednakowe. Rozmaitość ta wyraża się w różnorodności widm. Ale chociaż rzec można, że niema dwóch gwiazd, których widma byłyby w najdrobniejszych szczegółach jednakowe, to przecież wszystkie widma dadzą się podzielić na szereg typów, wykazujących pewne wspólne cechy.

Najbardziej zasadnicze są 3 następujące typy widm, wyróżnione przez Secchi'ego:

I. Widma, w których występują bardzo wybitne linje wodoru oraz słabe linje metali w nieznacznej liczbie. Takie widma posiadają np. Syrjusz, Wega i t. d.

II. Widma, w których prążki wodoru są wybitne, ale obok nich występują liczne prążki metali, z których wiele jest silniejszych, aniżeli linje wodoru. Takiem jest widmo naszego słońca oraz wielu gwiazd, np. Kozy, Arktura i t. d.

III. Widma, w których prócz prążków absorbcyjnych występują szerokie smugi absorbcyjne, charakterystyczne dla związków chemicz-

nych, mianowicie głównie węglowodorów. Widma tego typu posiadają gwiazdy Betelgeuze, α Herkulesa i inne.

Gwiazdy tych trzech typów różnią się też barwą: gwiazdy I-go typu są białe, gwiazdy II-go typu żółte, gwiazdy III-go typu czerwone. Barwa ta naturalnie stoi w związku z widmem, a mianowicie z długością fali pochłoniętych promieni widma ciągłego. Przy ogólnem wzrastaniu liczby linji absorbcyjnych, liczba ta wzrasta prędzej w części niebieskiej niż w czerwonej, wskutek czego wraz ze wzrostem liczby prążków absorbcyjnych barwa gwiazd przesuwa się coraz bardziej ku stronie czerwonej widma.

Coraz głębsze badania widm miały między innemi na celu ich coraz szczegółowszą i racjonalniejszą klasyfikację. Powszechnie przyjętą jest obecnie klasyfikacja harwardzka.

Na podstawie badań widmowych wytworzył się pogląd, iż widmo gwiazdy charakteryzuje nie jej odrębną w stosunku do innych gwiazd przyrodę, ale tylko pewną fazę ewolucji, jakiej w sposób podobny podlegają wszystkie słońca.

Każdemu typowi widma odpowiada pewna temperatura; według najnowszych poglądów w czasie ewolucji swej każde słońce 2 razy przechodzi przez daną temperaturę, a więc 2 razy też ma odpowiadające tej temperaturze widmo: poraz pierwszy wtedy, gdy jednocześnie z coraz większą koncentracją temperatura słońca rośnie, poraz drugi zaś wtedy, gdy temperatura coraz bardziej kurczącego się słońca, osiągnąwszy maximum, spada. Tym dwom stanom jednakowej temperatury odpowiadają wielkie różnice rozmiarów; danemu więc typowi widma odpowiadają pod względem stopnia koncentracji, a zatem i rozmiarów, 2 kategorje gwiazd: *olbrzymy*, których temperatura rośnie, i *karły*, których temperatura spada. Temperatura maksymalna, którą słońce w czasie swej ewolucji osiągnąć może, jest tem wyższa, im większa jest masa słońca.

115. Gwiazdy zmienne. Jednym z etapów rozwoju kosmicznego gwiazdy zdaje się być ten, w którym gwiazda zmienia swój blask. Pewną kategorję gwiazd zmiennych, mianowicie zmienne typu Algola, poznaliśmy już poprzednio (ust. 84), ale w tym przypadku gwiazda w rzeczywistości nie zmienia blasku, tylko przyczyny zewnętrzne zmniejszają ilość światła, dochodzącą do naszego oka. Lecz istnieją też gwiazdy, zmieniające blask niezależnie od wszelkich przyczyn zewnętrznych. Są to przeważnie gwiazdy typu III; w widmach tych gwiazd w czasie, gdy jasność ich jest największa, często występują też jasne linje. Gwiazdy te zmieniają się albo całkiem nieregularnie, albo też perjodycznie, a w tym ostatnim razie okres wynosi zazwyczaj od kilkudziesięciu

do kilkuset dni. Są to więc gwiazdy zmienne *długookresowe*, w odróżnieniu od *krótkookresowych*, do których należą zmienne typu Algola.

Typową gwiazdą zmienną długookresową jest *o* Wieloryba. Ze względu na jej zmiany nazwał ją jej odkrywca Fabricius „cudowną" (mira Ceti). Gwiazda ta zmienia regularnie swą jasność od największej kiedy bywa zwykle 3-ej wielkości, aż do najmniejszej, gdy spada zazwyczaj do wielkości 8-ej. Okres czasu, który upływa pomiędzy jednem maximum a następnem, wynosi średnio 332 dni.

Zaznaczyć należy, że w maximum i w minimum „cudowna" niezawsze osiąga jednakową jasność, a i okres zmian ulega dosyć znacznym wahaniom. Ta uwaga dotyczy wszystkich gwiazd zmiennych tego samego typu, których znamy z górą 2000. Przedstawiają one nader ciekawy przedmiot obserwacyj, które nawet z pomocą skromnych środków instrumentalnych robić można. Szczególnie interesującemi są te gwiazdy zmienne, których obszar zmian jest wielki. Takiemi są np., prócz wymienionej „cudownej", gwiazda χ Łabędzia, zmieniająca się w okresie 406 dni od 4-ej do 13-ej wielkości, U Oriona, zmieniająca się w granicach od 6-ej do 12-wielkości w 375 dniach i t. d.

Jakie są właściwe przyczyny tych zmian, dotąd niewiadomo. Szukając analogji z naszem słońcem, znajdujemy plamy, które, pojawiając się na słońcu perjodycznie (ust. 89), pociągają też za sobą oczywiście perjodyczne zmiany jasności; zmiany te są jednakże tak nieznaczne, że dzisiejszemi metodami badania stwierdzone być nie mogą. Ale okres plam trwa 11 lat i nie da się porównać z okresami zmienności gwiazd. Być może, że przy dalszej ewolucji słońca liczba plam wzrastać będzie, a okres zmian stanie się krótszy. Zdaje się, że zmienność gwiazd ma powód w perjodycznych wybuchach gazów z wnętrza gwiazdy; co do mechanizmu tych wybuchów istnieją różne hipotezy.

Z gwiazd zmiennych *nieregularnych* bardzo ciekawą jest gwiazda η Okrętu Argo na półkuli południowej, która w ciągu stulecia zmieniała się od jasności, równej jasności Syrjusza, do wielkości 8-ej zupełnie nieregularnie, to wzrastając, to słabnąc, to znów pozostając przez czas dłuższy niezmienną. Do gwiazd zmiennych nieregularnych zazwyczaj zalicza się także t. zw. gwiazdy *nowe*.

116. Gwiazdy nowe. Gwiazdy nowe ukazują się na niebie nagle, świecą przez pewien, zwykle dosyć krótki, czas, poczem znowu szybko zmniejszają się; najczęściej spadają one do rzędu gwiazd najdrobniejszych lub też nikną zupełnie. Nie ulega wątpliwości, że nie są to gwiazdy naprawdę nowe, t. j. takie, które właśnie się utworzyły. Na utworzenie się gwiazdy potrzeba miljardów lat, proces ewolucyjny od-

bywa się tak powoli, że dostrzeżenie jakiejś zmiany w ciągu krótkiego życia ludzkiego jest niemożliwe. Gwiazdy „nowe" są to więc prawdopodobnie gwiazdy bardzo stare, już dogasające lub całkiem zagasłe, jakich bardzo wiele unosi się w przestrzeni, które pod wpływem pewnych impulsów na krótki czas znowu uzyskują możność wysyłania ciepła i światła.

Na przyrodę gwiazd nowych wiele światła rzuciły badania widmowe. Szczególnie dokładnie badano najjaśniejsze gwiazdy nowe ostatnich czasów, mianowicie Nową Woźnicy z r. 1891, Nową Perseusza z r. 1901, oraz Nową Orła z r. 1918. Nowa Perseusza jasnością przewyższała gwiazdę 1-ej wielkości Kozę, a pomimo to gołem okiem widzialna była tylko przez kilka tygodni, poczem stała się drobną gwiazdą teleskopową. Gwiazda Nowa Orła od 1-ej wielkości do granicy widzialności gołem okiem zmniejszała się w ciągu pół roku.

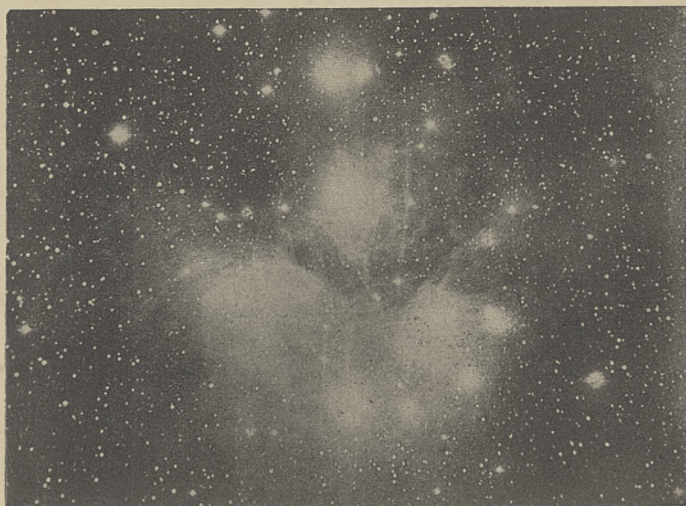
Wszystkie gwiazdy nowe posiadają widmo prawie jednakowe, które zatem jest dla nich charakterystyczne. Jest to początkowo widmo ciągłe, na którem oprócz nielicznych prążków absorcyjnych występują jasne, szerokie linje wodoru, przesunięte silnie ku stronie czerwonej. Z biegiem czasu, gdy gwiazda słabnie, ciągły podkład znika, a pozostają tylko jasne linje wodoru; widmo więc zmienia się na przerywane. Tłómaczy się te widma w ten sposób, że widmo gwiazdy nowej jest początkowo złożone z dwóch widm, z których jedno należy do ciała, z natury swej podobnego do zwykłych gwiazd, drugie zaś — do rozżarzonego wodoru, który szybko się oddala. W końcowej zaś fazie widzialności pozostaje tylko to drugie widmo, gdy gwiazda właściwa, od której pochodziło widmo ciągłe, przestaje świecić.

Według jednej z hipotez, za którą przemawia bardzo wiele faktów, gwiazdy nowe są to zagasłe gwiazdy, który w biegu swoim przestrzennym spotykają masy gazów, t. j. mgławice gazowe, o których mowa w ustępie następnym; przez tarcie wewnątrz mgławicy rozżarzają się one na powierzchni, a zarazem rozżarzają się otaczające gwiazdę gazy mgławicy. Zachodziłoby tu zjawisko, podobne w charakterze do meteorów, przebiegających w naszej atmosferze, ale na olbrzymią skalę (ust. 109).

117. Gromady gwiazd. Mgławice. Gwiazdy, jak wiemy, występują często w układach po dwie, trzy i więcej, niekiedy zaś tworzą skupienia czyli *gromady*, złożone z bardzo wielu gwiazd. Gromady te, których wiele tysięcy znamy, wyjątkowo tylko widzialne są nieuzbrojonem okiem, jako słabe gwiazdy lub mgiełki. Przez lunetę dopiero dostrzega się, że są to skupienia gwiazd. Ale często nawet najsilniejsze lunety nie są w stanie rozszczepić ich na oddzielne gwiazdy;

wtedy właściwy ich charakter wyjaśnia dopiero widmo, które jest ciągłe.

Gromady bardzo skupione nazywają się *mgławicami;* tą nazwą obejmujemy wszystkie utwory, nie dające się rozłożyć na oddzielne gwiazdy. Badania widmowe wykazały, że nie wszystkie mgławice są skupieniami gwiazd, niektóre z nich bowiem posiadają widmo przerywane, świadczące o tem, że są to olbrzymie masy świecących gazów. Składową częścią takich mgławic jest głównie wodór, a dalej w skład ich wchodzi hel oraz nieznany pierwiastek, którego charakterystyczną cechą jest występująca w jego widmie zielona linja, nigdzie pozatem nie spoty-



Ryc. 70.

kana. Jest to t. zw. „linja mgławic“, a nieznanemu pierwiastkowi, do którego ona należy, nadano nazwę *nebulium.* We wszystkich widmach mgławic gazowych występuje owa zielona linja mgławic, natomiast hel lub wodór nie we wszystkich można było stwierdzić.

Ilość materji gazowej, nie skoncentrowanej w postaci słońc, która unosi się w przestworzu, jest olbrzymia; wykrycie tej materji zawdzięczamy głównie zastosowaniu fotografji do badań astronomicznych. Stosując bardzo długą ekspozycję, otrzymuje się na kliszy obrazy utworów tak słabo świecących, iż bezpośrednie ich dostrzeżenie nawet z pomocą najsilniejszych lunet byłoby niemożliwe. Na kliszach widzimy też, że liczne mgławice, widzialne przez lunetę, są często tylko jaśniejszemi częściami olbrzymich mgławic, roztaczających się na wielkich obszarach

nieba. Tak np. cała grupa Plejad pogrążona jest w jednej wielkiej mgławicy, której tylko część jaśniejsza, otaczająca główne gwiazdy Plejad, (ryc. 70) jest widzialna.

Największą mgławicą gazową, widzialną nawet gołem okiem, jest mgławica w Orjonie, w której pogrążona jest środkowa gwiazda Miecza Orjona (ryc. 71). Do bardzo ciekawych ze względu na swój kształt należy gazowa mgławica w Lutni, która ma kształt owalnego pierścienia (ryc. 72).

Nauka stoi dziś na stanowisku, że mgławice gazowe stanowią materjał, z którego kiedyś utworzą się gwiazdy; pogląd Laplace'a,



Ryc. 71.

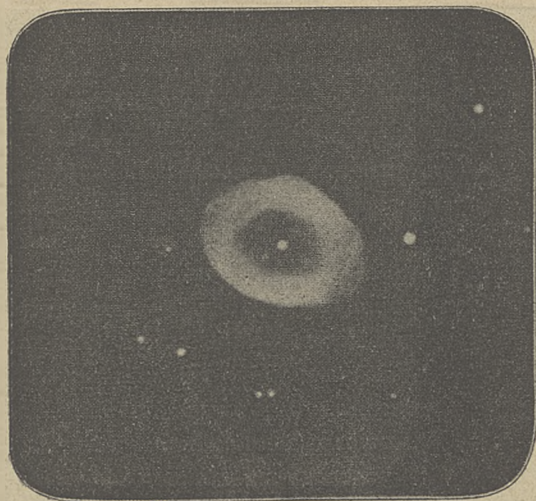
że nasz układ słoneczny wytworzył się z mgławicy (ust. 104) przez odkrycie mgławic gazowych uzyskał realną podstawę.

Do najciekawszych i najlepiej zbadanych gromad gwiezdnych zalicza się gromada kulista w Herkulesie (ryc. 73), która gołem okiem widzialna jest jako gwiazda 5-ej w., a składa się w istocie z kilku tysięcy gwiazd, z których najjaśniejsze są 11 w.

Wielka liczba gromad nierozdzielnych, choć nie gazowych, ma kształt spirali. Do nich należy wielka, nawet gołem okiem widzialna mgławica w Andromedzie (ryc. 74), oraz wyraźniej postać spiralną okazująca piękna mgławica w gwiazdozbiorze Psach Gończych (ryc. 75).

118. Droga mleczna. Bardzo uderzającem zjawiskiem na gwiaździstem niebie jest t. zw. *droga mleczna.* Tak nazywa się jasny pas znacznej szerokości, okalający całe niebo. W granicach tego pasa skupione są niezliczone gwiazdy, z których tylko stosunkowo nieliczne mogą być widziane oddzielnie, gdy inne, pojedyńczo niewidzialne, potęgują tylko ogólny efekt świetlny.

Pas drogi mlecznej, zwany także pasem *galaktycznym* (od greckiego wyrazu γάλα = mleko), nachylony jest względem równika pod kątem 63^0 i przecina się z nim z jednej strony w okolicy gwiazdozbioru Psa Wielkiego, z drugiej zaś w gwiazdozbiorach Antinousie i Wężu. Biegun



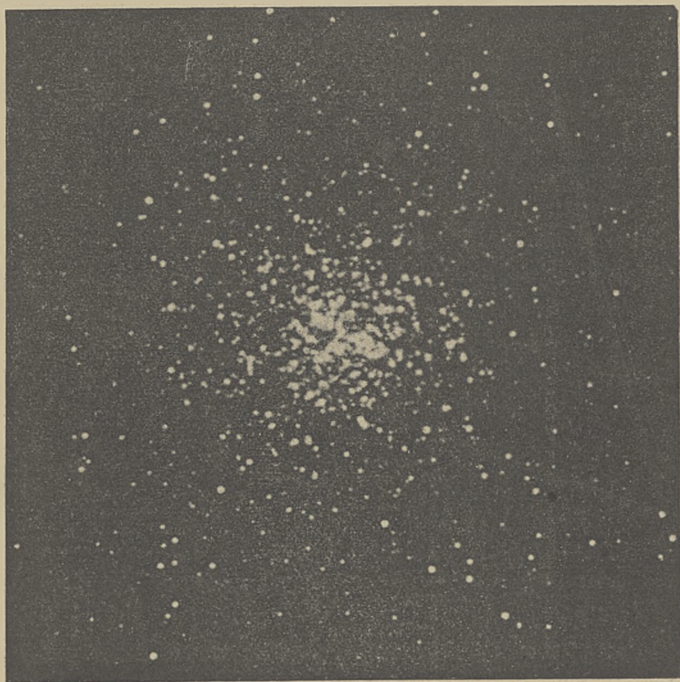
Ryc. 72.

północny drogi mlecznej znajduje się w gwiazdozbiorze Warkoczu Bereniki, południowy zaś na półkuli południowej pomiędzy Wielorybem a Feniksem. Droga mleczna nie przebiega na niebie ściśle wzdłuż wielkiego koła, ale odchylenie od koła wielkiego nie jest wielkie. Dwie części, na które dzieli niebo pas galaktyczny, mają się do siebie, jak 8 do 9.

Szerokość i jasność drogi mlecznej jest w różnych jej częściach dosyć rozmaita. Najbardziej na północ wysuniętą częścią drogi mlecznej jest ta, w której przypada Kasjopea; dalej przechodzi ona przez Perseusza, Woźnicę, Bliźnięta, Byka, Okręt Argo, Krzyż Południowy, Centaura, Strzelca, Orła, Łabędzia, Cefeusza. Wymienione są tu oczywiście tylko gwiazdozbiory najwybitniejsze. Największą szerokość 24^0 osiąga droga mleczna w Okręcie Argo, a zwęża się do 4 stopni w Krzyżu

Południowym. Szczególną jasnością droga mleczna odznacza się w gwiazdozbiorach Strzelcu, Łabędziu i Centaurze; w tym ostatnim znajdują się dwie bardzo duże jasne plamy, zwane *obłokami Magellana.*

W kilku miejscach droga mleczna dzieli się na 2 odnogi, przebiegające oddzielnie, a później łączące się znowu; gdzieindziej wąskie smugi odgałęziają się od drogi mlecznej i w pewnej odległości zanikają. Wogóle dokładny opis drogi mlecznej jest ogromnie trudny i prawie niemożliwy. Fotografję kawałka drogi mlecznej w gwiazdozbiorze Byku przedstawia rycina 76. Na rycinie tej zwracają uwagę ciemne

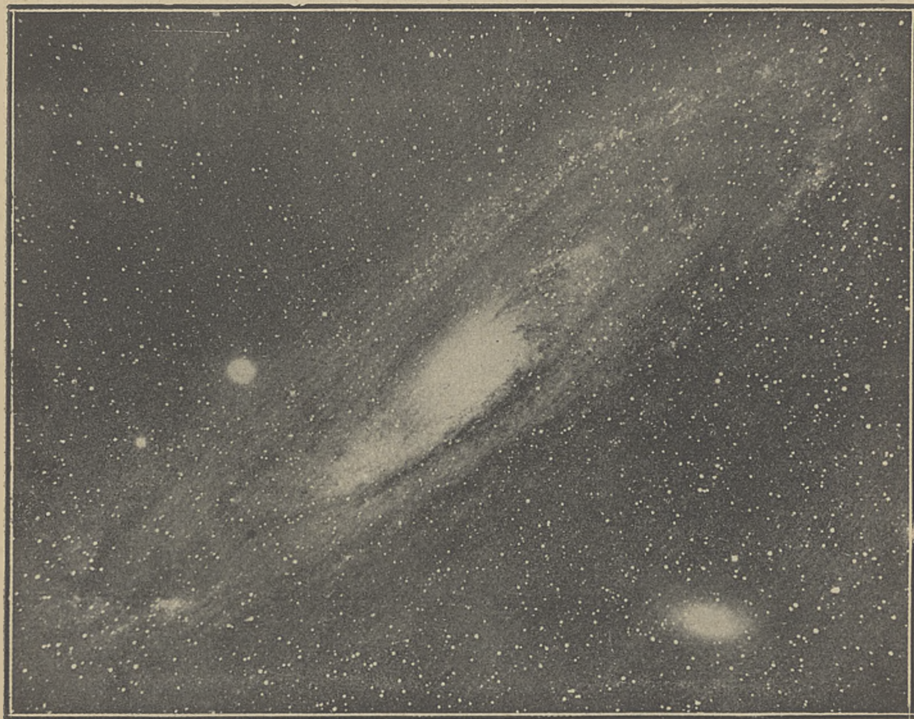


Ryc. 73.

smugi, pokrywające znaczną część drogi mlecznej; jest to materja ciemna, w olbrzymich ilościach unosząca się w przestworzu.

Zjawisko drogi mlecznej jest nadzwyczaj skomplikowane. Trzeba bowiem wziąć pod uwagę, że gwiazdy drogi mlecznej widzimy tylko jako rzuty na sklepienie niebieskie, a w celu wyjaśnienia zjawiska należy z kształtu drogi mlecznej wyprowadzić przestrzenne rozmieszczenie tworzących ją gwiazd. Byłoby to możliwe z całą dokładnością tylko wówczas, gdyby znane były odległości gwiazd.

119. Układ drogi mlecznej. Wniosek, do którego nas upoważnia bezpośrednio widok drogi mlecznej, jest ten, że znajdujemy się wewnątrz przestrzeni, otoczonej gęstym pierścieniem niezliczonych gwiazd. Ale wiemy też, że gwiazdy, które widzimy obok siebie na sklepieniu niebieskiem, mogą być w rzeczywistości bardzo odległe od siebie. Odległość kątowa pomiędzy gwiazdami, wynosząca kilka minut, może oznaczać w rzeczywistości miljardy mil, skoro weźmiemy pod uwagę olbrzymie odległości, dzielące nas od gwiazd.



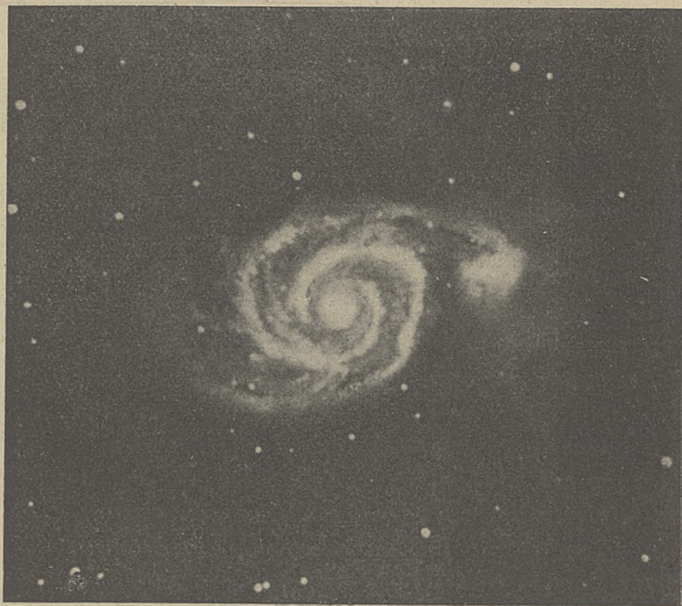
Ryc. 74

Wyobraźmy sobie, że zbliżamy się do gwiazd, widzialnych w drodze mlecznej; z powodu zmniejszającej się odlegości kąt, utworzony przez kierunki, w których widzimy 2 gwiazdy, musi się powiększać, a więc gwiazdy muszą się pozornie od siebie oddalać. Gdybyśmy wreszcie znaleźli się pośrodku pomiędzy temi dwiema gwiazdami drogi mlecznej, to widzielibyśmy je na niebie w dwóch punktach diametralnie sobie przeciwległych. Zresztą droga mleczna otaczałaby nas wówczas tak samo, jak i teraz, z tą różnicą, iż wydałaby się ona szerszą

w tych częściach, ku którym się zbliżyliśmy, a węższą w tych częściach, od których się oddaliliśmy.

Wynika z tego rozumowania, że i te gwiazdy, które na niebie widzimy w dowolnych odległościach od drogi mlecznej, a również i słońce nasze, mogą być gwiazdami jednego zbiorowiska gwiazd, które rozciąga się bardzo daleko w płaszczyźnie galaktycznej, a znacznie mniej daleko w kierunku do tej płaszczyzny prostopadłym.

Pogląd taki znajduje potwierdzenie w badaniach nad gęstością gwiazd w różnych częściach nieba, t. j. nad średnią liczbą gwiazd,

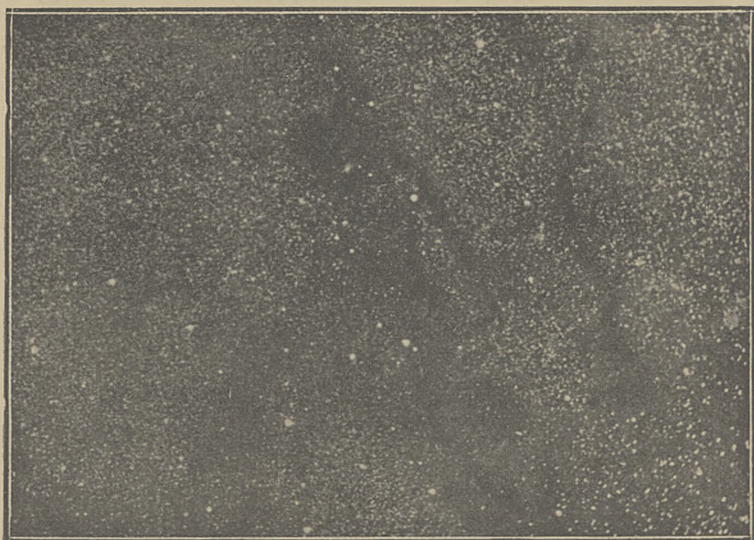


Ryc. 75.

przypadających na daną powierzchnię nieba w różnych odległościach od drogi mlecznej. Gęstość ta rośnie w sposób ciągły w miarę zbliżania się od biegunów galaktycznych do drogi mlecznej, która jest pasem największej gęstości. Gdyby pomiędzy drogą mleczną a gwiazdami, w innych częściach nieba widzialnemi, nie było żadnego związku, to gęstość gwiazd nie byłaby też w żadnej zależności od miejsca, które zajmują na niebie. Słońce nasze zajmuje w tej wielkiej gromadzie, która nosi nazwę *układu drogi mlecznej*, stanowisko niebardzo odległe od środka.

Zbadanie postaci tego układu gwiazdowego przedstawia olbrzymie trudności.

Wiele argumentów przemawia za poglądem, według którego układ gwiazdowy drogi mlecznej należy do tak częstego typu gromad spiralnych. W takich gromadach największa liczba gwiazd skupiona jest w zwojach spiralnych, gdy pomiędzy zwojami gęstość gwiazd jest stosunkowo mała. Droga mleczna jest to rzut wszystkich zwojów na sklepienie niebieskie, a więc różne jej części znajdują się w bardzo różnych odległościach od nas, chociaż widzialne są w jednym kierunku. Zwoje drogi mlecznej nie leżą w jednej płaszczyźnie, lecz odchylają się to w jedną, to w drugą stronę od średniej płaszczyzny układu. W perspektywie zwoje to przecinają się ze sobą, co powoduje znacznie większą jasność drogi mlecznej w miejscach przecięcia, to znów rozchodzą



Ryc. 76.

się, skutkiem czego powstają ciemne miejsca drogi mlecznej oraz jej rozgałęzienia. Położenie wielu najjaśniejszych gwiazd w przybliżeniu na jednem wielkiem kole prowadzi do wniosku, że leżą one w tym samym zwoju, w którym znajduje się też nasze słońce.

O rozmiarach układu gwiazdowego drogi mlecznej nie wiemy nic pewnego, jednakże szacowania, oparte na różnych podstawach, zawsze prowadzą do liczb bardzo wielkich. Gdy przyjmiemy, że średnia odległość, do której rozciąga się układ we wszystkich kierunkach od nas, wynosi 15000 lat światła, a więc że średnica jego wynosi 2 razy tyle, to rozmiary takie odpowiadają najskromniejszej ocenie.

Pomimo tak olbrzymich rozmiarów układ gwiazdowy drogi mlecznej z odległości dostatecznie wielkich przedstawiaćby się musiał jako drobna plamka jasna, podobna do tak licznych znanych mgławic spiralnych; według wszelkiego prawdopodobieństwa są one więc układami gwiazdowemi tego samego rzędu, co nasz układ drogi mlecznej.

ROZDZIAŁ XV.

Rachuba czasu.

120. Kalendarz juljański i gregorjański. Kalendarzem nazywa się zbiór wiadomości, dotyczących rachuby czasu, ze szczególnem uwzględnieniem dat, na które przypadają dni świąteczne lub posty.

Kalendarzowa rachuba czasu opiera się na kilku okresach, których podstawą są zjawiska niebieskie. Najgłówniejsze z tych okresów są: dzień, miesiąc, rok. Dzień określony jest przez obrót ziemi naokoło osi, miesiąc przez odmiany księżyca, rok przez obieg ziemi dokoła słońca. Prócz tego używany powszechnie okres siedmiodniowy, tydzień, stoi w związku z głównemi postaciami, w jakich nam się przedstawia księżyc.

W rozmaitych czasach i u różnych narodów były w użyciu różne kalendarze. I dzisiaj nie wszystkie narody posiadają tę samą rachubę kalendarzową. U narodów chrześcijańskich są w użyciu głównie dwa kalendarze: *stary*, czyli *juljański* i *nowy*, czyli *gregorjański*.

Rok zwrotnikowy nie wyraża się całkowitą liczbą dni, lecz liczbą niewymierną 365·2422... dni (ust 22). Chcąc się trzymać ścisłej długości roku, trzebaby każdy nowy rok rozpoczynać o innej godzinie. Dla uniknięcia tego w rachubie kalendarzowej używa się *roku kalendarzowego*, który składa się zawsze z całkowitej liczby dni. Aby jednakże pomimo to znajdować się w zgodzie ze zjawiskami astronomicznemi, dąży się do tego, aby przynajmniej co kilka lat początek roku kalendarzowego przypadał o ile możności równocześnie z początkiem roku astronomicznego. Osiąga się to przez powiększanie co kilka lat roku kalendarzowego o 1 dzień.

Różnica pomiędzy kalendarzem juljańskim a gregorjańskim polega

na sposobie, w jaki tę zgodność ze zjawiskami astronomicznemi pragnie się utrzymać.

Kalendarz juljański zaprowadzony został przez Juljusza Cezara w roku 46 przed nar. Chr. Ponieważ rok kalendarzowy musi składać się z całkowitej liczby dni, więc w kalendarzu juljańskim w okresie czteroletnim 3 lata, zwane *zwyczajnemi*, mają po 365 dni, a 1 rok, zwany *przestępnym*, ma 366 dni. W ten sposób średnia długość roku równa się 365·25 dni czyli 365 dni 6 godzin, którą kalendarz juljański przyjmuje za podstawę swej rachuby. Przestępnemi w kalendarzu juljańskim są wszystkie te lata, których liczba jest podzielna przez 4.

Jednakże w sposób powyższy nie osiąga się zupełnej zgody ze zjawiskami niebieskiemi, albowiem przyjęta długość roku 365·25 dni w porównaniu z prawdziwą długością 365·2422... dni jest o 0·00878... dnia za wielką. Skutkiem tego rok juljański spóźnia się względem roku zwrotnikowego co rok o 0·0078... dnia, co czyni 1 dzień na 128 lat.

Taka niezgodność z ruchem ciał niebieskich prowadzić musi do wielkich zawikłań. Przypuśćmy naprzykład, że z biegiem czasu opóźnienie to wzrosło do 30 dni, to zima kalendarzowa rozpoczynałaby się o miesiąc później, niż zima astronomiczna, a mogłoby przyjść i do tego, że Boże Narodzenie byłoby obchodzone w lecie, a Zielone Święta w zimie.

Dla uniknięcia tych zawikłań papież Grzegorz XIII postanowił poprawić kalendarz juljański, a wynikiem tych zabiegów był zaprowadzony przez niego w r. 1582 kalendarz nowy, czyli gregorjański. W tym kalendarzu za podstawę rachuby przyjętą została długość roku 365·2425 dni, a więc liczba do prawdziwej długości roku zwrotnikowego bardziej zbliżona, albowiem większa od niej tylko o 0.0003... dnia, a od liczby dni, przyjętej w kalendarzu juljańskim, mniejsza o 0.0075 dnia. Skutkiem tego kalendarz juljański spóźnia się względem gregorjańskiego co rok o 0.0075 dnia, czyli o jeden dzień na 133·33 lat, a o 3 dni na 400 lat. Od nar. Chr. do dzisiaj spóźnił się kalendarz juljański względem gregorjańskiego o dni 13, wskutek czego wszystkie jego daty są o 13 dni późniejsze. Gdy np. według nowego kalendarza mamy datę 14 jakiegoś miesiąca, to według starego jest dopiero pierwszy.

Kalendarz gregorjański, jak widzieliśmy, również nie jest jeszcze w zupełnej zgodzie ze zjawiskami niebieskiemi, albowiem przyjmuje długość roku o 0.0003... dni za dużą. Różnica ta jednakże jest tak mała, iż dopiero po upływie 3333 lat spowoduje opóźnienie o 1 dzień.

W kalendarzu gregorjańskim również mamy lata zwyczajne po 365 dni i przestępne po 366 dni. Przestępnemi są wszystkie te lata, których liczba podzielna jest przez 4, z wyjątkiem tych lat, których liczba

kończy się dwoma zerami, a nie jest podzielna przez 400. Że zaś w kalendarzu juljańskim tych wyjątków niema, więc co każde 400 lat kalendarz gregorjański wyprzedza juljański o 3 dni, co właśnie powoduje wspomnianą wyżej różnicę dat obu kalendarzy.

Dzień 366-ty lat przestępnych w obu kalendarzach dodaje się do miesiąca lutego, który w latach zwyczajnych ma dni 28, a w przestępnych 29. Trzy razy w ciągu okresu 400-letniego luty w kalendarzu gregorjańskim (w owych latach wyjątkowych) ma dni 28, gdy w juljańskim 29. W latach, gdy to zachodzi, różnica obu kalendarzy wzrasta o 1 dzień. Takim rokiem był np. r. 1900. Przed rokiem 1900 różnica kalendarzy wynosiła tylko 12 dni, w tym zaś roku wzrosła o 1 dzień.

121. Początek okresów kalendarzowych. Za początek roku obecnie powszechnie w świecie chrześcijańskim przyjmuje się godzinę 12 w nocy z dnia 31 grudnia na 1 stycznia, a więc dzień pierwszy stycznia jest pierwszym dniem roku.

Miesiąc kalendarzowy dzisiejszy znajduje się tylko w bardzo luźnym związku z miesiącem synodycznym (ust. 40), który służy mu za podstawę. Postanowiono dzielić rok na 12 miesięcy, gdy w istocie na rok przypada 12 miesięcy synodycznych i jeszcze blisko 11 dni. Miesiąc synodyczny ma 29·53 dni, miesiące zaś kalendarzowe po 30 lub 31 dni, a luty 28 lub 29 dni. Skutkiem tego te same fazy księżyca (pełnia, nów, kwadry) przypadają na różne daty, jak również w tych samych miesiącach różnych lat daty jednakowych faz księżyca są różne.

U narodów, które za podstawę rachuby czasu biorą odmiany księżyca, np. u narodów muzułmańskich, miesiąc zaczyna się w chwili, gdy na zachodniem niebie ukazuje się po nowiu pierwszy wąski sierp księżyca. U nas pierwszy dzień miesiąca nie stoi w żadnym związku z fazą księżyca.

Okres tygodniowy, obejmujący 7 dni, oparty na odmianach księżyca, również musi stać z niemi w rozdźwięku, ponieważ główne fazy księżyca następują po sobie średnio w odstępach 7 dni $5^1/_4$ godzin. To też tydzień nie rozpoczyna się z fazą, ale zawsze w niedzielę, którą uważa się za pierwszy dzień tygodnia.

Doba, obejmująca w sobie dzień i noc, w rachubie kalendarzowej i w życiu społecznem zaczyna się o północy i trwa do następnej północy. Niektóre narody liczą początek doby od wschodu lub od zachodu słońca. Tak np. u żydów dzień kończy się z zachodem słońca, poczem rozpoczyna się dzień następny. Dlatego święta żydowskie zaczynają się zawsze po zachodzie słońca i trwają do następnego zachodu. Doba astronomiczna rozpoczyna się w południe i trwa do

następnego południa (ust. 23). Począwszy od r. 1925 także astronomji obowiązuje stosowanie doby cywilnej.

122. Litera niedzielna. Liczba złota. Cykl słoneczny. Epakta. Ważną rzeczą w rachubie kalendarzowej jest określanie dat, na które w różnych latach przypadają różne dni tygodnia albo różne fazy księżyca. Znaczenie owych dat polega między innemi na tem, iż służą one za podstawę do określenia daty Wielkanocy i związanych z nią świąt ruchomych.

Podstawą do rozwiązania wymienionych zagadnień kalendarzowych są cztery liczby, podawane zazwyczaj w kalendarzach: 1) *litera* (lub *liczba*) *niedzielna*, 2) *liczba złota*, 3) *cykl słoneczny*, 4) *epakta*. Znaczenie tych liczb postaramy się w krótkości wyjaśnić.

Weźmy 7 pierwszwch liter abecadła, a, b, c, d, e, f, g — i począwszy od pierwszego dnia roku oznaczmy wszystkie dni kolejno temi literami, tak, że co 7 dni szereg tych liter w tym samym porządku się powtarza. Ponieważ liter jest tyle, ile dni w tygodniu, więc na dany dzień tygodnia wypadnie zawsze ta sama litera. Gdy więc np. 1 stycznia wypada w piątek, to mamy:

d. 1	piątek	a	
2	sobota	b	
3	niedziela	c	
4	poniedziałek	d	
5	wtorek	e	
6	środa	f	
7	czwartek	g	
8	piątek	a	
9	sobota	b	i t. d.

W ciągu więc całego roku piątkowi odpowiadać będzie litera a, sobocie b, niedzieli c i t. d. Otóż ta litera, która odpowiada wszystkim niedzielom danego roku, więc w przytoczonym przykładzie litera c, nazywa się *literą niedzielną* tego roku. Widzimy, że litera niedzielna zależy od dnia tygodnia, na który wypada pierwszy dzień nowego roku. W latach przestępnych przyjmuje się dwie litery niedzielne, jedną, ważną do 24 lutego, drugą po tej dacie. W rachunkach kalendarzowych zamiast liter używa się liczb od 1 do 7, a więc np. literze niedzielnej c odpowiada liczba niedzielna 3.

Cykl słoneczny jest to okres, po którym litera niedzielna powtarza się w tym samym porządku. Ponieważ rok zwyczajny ma 365 dni, czyli 52 tygodnie i 1 dzień, więc 1 stycznia i 31 grudnia danego roku przypadają na ten sam dzień tygodnia, a pierwszy dzień nowego roku przypada na następny dzień tygodnia w porównaniu z poprzednim ro-

kiem; odpowiednio przesunięte są również wszystkie inne daty roku. Jeżeli np. 10 maja w pewnym roku wypada w niedzielę, to w następnym roku zwyczajnym wypadnie w poniedziałek. W latach przestępnych owo przesunięcie wynosi 2 dni. W okresie 4-letnim, obejmującym zawsze 3 lata zwyczajne i jeden rok przestępny, owo przesunięcie wynosi zatem 5 dni. Po siedmiu takich okresach 4-letnich, t. j. po 28 latach, przesunięcie wyniesie 5×7 = 35 dni, albo całe 5 tygodni, a więc te same daty przypadać będą znowu na te same dni tygodnia, i liczba niedzielna w tym samym porządku zmieniać się będzie. Otóż ten okres 28-letni nazywa się *cyklem słonecznym* i tą samą nazwą oznacza się liczbę, która określa miejsce danego roku w tym okresie.

Każdej liczbie w cyklu słonecznym odpowiada ściśle określona litera niedzielna. Jeżeli więc wiemy, jakie miejsce dany rok w tym cyklu zajmuje, to wiemy też, na jaki dzień stycznia przypada pierwsza niedziela roku, a stąd z łatwością otrzymuje się dni tygodnia dla jakichkolwiek dat roku. Ponieważ rok 19 po nar. Chr. był pierwszym rokiem cyklu słonecznego, więc, ażeby znaleść cykl słoneczny jakiegoś roku, trzeba od liczby roku odjąć 19 (albo dodać do niej 9), różnicę (lub sumę) podzielić przez 28, a pozostała reszta z dzielenia będzie cyklem słonecznym roku.

Jak istnieje okres, po którym te same daty przypadają na te same dni tygodnia, tak samo istnieje okres, po którym te same fazy księżyca przypadają znowu na te same daty. Okres ten obejmuje 235 miesięcy synodycznych, albo 19 lat. Ponieważ astronom ateński Meton był pierwszym, który zużytkował ten okres w chronologji, więc nazywa się on *cyklem Metona*. Liczba, oznaczająca, jakie miejsce w cyklu Metona zajmuje dany rok, nazywa się *liczbą złotą* roku. Każdej liczbie złotej, która posiada wartości od 1 do 19, odpowiadają określone daty faz księżyca. Jeżeli więc znamy owe daty dla każdego roku w cyklu Metona, to znamy je też dla jakiegokolwiek roku, gdy jego liczba złota jest wiadoma.

Ponieważ rok 1 przed nar. Chr. był pierwszym rokiem cyklu Metona (t. j. miał liczbę złotą 1), to liczbę złotą jakiegokolwiek roku znajdujemy w ten sposób, że do liczby roku dodajemy 1, sumę dzielimy przez 19, a reszta, otrzymana z dzielenia, będzie poszukiwaną liczbą złotą.

Z liczbą złotą ściśle związana jest t. zw. *epakta*, która oznaczać ma, na ile dni przed końcem roku przypada ostatni nów księżyca. Z powodu różnych okoliczności, o których mówić nie będziemy, dzisiejsza epakta kalendarzowa, używana w rachubie wielkanocnej, różni się od prawdziwej epakty księżycowej.

123. Data Wielkanocy. Jak wspomnieliśmy, litera niedzielna, cykl słoneczny, liczba złota i epakta są potrzebne do obliczenia daty Wielkanocy. Na soborze nicejskim w r. 326 zgodzono się obchodzić Wielkanoc w pierwszą niedzielę po pełni wiosennej, przyczem za pierwszy dzień wiosny przyjęto dzień 21 marca. Postanowiono też wówczas obchodzić niedzielę zapustną na 7 tygodni przed Wielkanocą, a Wniebowstąpienie, Zielone Święta i Boże Ciało odpowiednio w 40, 50 i 60 dni po Wielkanocy. W ten sposób daty wszystkich świąt ruchomych uczyniono zależnemi od daty Wielkanocy.

Z postanowień soboru nicejskiego wynika, że najwcześniej Wielkanoc przypadać może 22 marca, a to wówczas, gdy 21 marca wypada w sobotę i w tym dniu jest pełnia. Najpóźniej przypada Wielkanoc, gdy pełnia jest 20 marca i dzień ten wypada w sobotę. Wówczas pełnią wielkanocną (wiosenną) jest następna pełnia 18 kwietnia w niedzielę — a Wielkanoc obchodzi się w następną niedzielę 25 kwietnia. Wielkanoc zatem może przypaść na którykolwiek dzień między 22 marca a 25 kwietnia.

Wiadomości, dotyczące daty pełni wiosennej i dnia tygodnia, odpowiadającego tej dacie, dają nam liczba niedzielna i epakta. Znajomość tych dwóch liczb (które, jak widzieliśmy, otrzymuje się z cyklu słonecznego i liczby złotej) zupełnie wystarcza do określenia daty Wielkanocy. Gauss podał wzór, zapomocą którego datę Wielkanocy oblicza się z wielką łatwością. Niżej załączone tabelki zawierają daty Wielkanocy według obu kalendarzy dla XX stulecia.

Data Wielkanocy gregorjańskiej od r. 1900 do 1999:

Rok po n. Chr.	0	1	2	3	4	5	6	7	8	9
190	15	7	**30**	12	3	23	15	**31**	19	11
191	**27**	16	7	**23**	12	4	23	8	**31**	20
192	4	**27**	16	1	20	12	4	17	8	**31**
193	20	5	**27**	16	1	21	12	**28**	17	9
194	**24**	13	5	25	9	1	21	6	**28**	17
195	9	**25**	13	5	18	10	1	21	6	**29**
196	17	2	22	14	**29**	18	10	**26**	14	6
197	**29**	11	2	22	14	**30**	18	10	**26**	15
198	6	19	11	3	22	7	**30**	19	3	**26**
199	15	**31**	19	11	3	16	7	**30**	12	4

Data Wielkanocy juljańskiej od r. 1900 do 1999:

Rok po n. Chr.	0	1	2	3	4	5	6	7	8	9
190	9	1	14	6	**28**	17	2	22	13	**29**
191	18	10	**25**	14	6	**22**	10	2	22	7
192	**29**	18	3	**26**	14	6	19	11	2	22
193	7	**30**	18	3	**26**	15	**30**	19	11	**27**
194	15	7	**23**	12	3	**23**	8	**31**	19	11
195	**27**	16	7	**23**	12	4	23	8	**31**	20
196	4	**27**	16	1	20	12	**28**	17	8	**31**
197	13	5	**27**	16	1	21	12	**28**	17	9
198	**24**	13	5	25	9	1	21	6	**28**	17
199	2	25	13	5	20	10	1	14	6	29

Liczby, oznaczone grubszym drukiem, oznaczają daty marcowe, pozostałe liczby oznaczają daty kwietniowe.

124. Indykcja. Era juljańska. *Indykcja* czyli *liczba procentowa rzymska*, podawana zawsze w kalendarzach, oznacza miejsce danego roku w t. zw. *okresie rzymskim*, obejmującym 15 lat, zaprowadzonym przez Konstantyna W. w 313 r. po Chr. w celu regulacji pewnych urządzeń społecznych rzymskich. Okres rzymski, jak widzimy, nie ma podstawy astronomicznej, zdobył sobie jednakże znaczenie w chronologji. Otrzymuje się indykcję dla danego roku, dodając do liczby roku 3 i dzieląc sumę przez 15. Otrzymana reszta z dzielenia jest poszukiwaną indykcją.

Gdy pomnożymy przez siebie liczby 28, 19 i 15, t. j. liczby lat, objęte okresem słonecznym, cyklem Metona i okresem rzymskim, to otrzymamy liczbę 7980. Okres, obejmujący 7980 lat, nazywa się *okresem juljańskim.* Za pierwszy rok tego okresu, czyli *ery juljańskiej,* uważa się rok, w którym cykl słoneczny, liczba złota i indykcja były równe jedności. Rokiem tym był rok 4713 przed nar. Chr., a więc rok 1-szy naszej ery był rokiem 4713 ery juljańskiej. Wogóle każdej kombinacji owych trzech liczb odpowiada jeden rok ery juljańskiej i dlatego liczby te oraz rachuba czasu według ery juljańskiej mają duże znaczenie w chronologji. Rok, w którym cykl słoneczny, liczba złota i indykcja będą miały znowu tę samą daną wartość, powtórzy się dopiero po 7980 latach.

Okres juljański został wynaleziony w r. 1583 przez Józefa Scaligera i nazwany tak na cześć jego ojca Juljana, a znaczenie tego

okresu polega szczególnie na tem, że obejmuje on w sobie całą epokę historyczną, począwszy od najbardziej odległych początków. Także w badaniach astronomicznych ma on rozległe zastosowanie.

125. Kalendarz żydowski, mahometański i chiński. Żydzi w celu obliczania daty swoich świąt używają kalendarza, w którym lata liczą się od biblijnego stworzenia świata. Rachuba czasu żydowska oparta jest na ruchach księżyca i słońca. Miesiące są to miesiące księżycowe po 29 lub 30 dni, a rok ma albo 12 miesięcy *(rok zwyczajny)*, albo 13 miesięcy *(rok przestępny)*. Tak rok zwyczajny, jak i przestępny może być *niezupełnym*, *prawidłowym* i *nadliczbowym*. Rok zwyczajny ma w tych razach 353, 354 lub 355 dni, rok zaś przestępny 383, 384 lub 385 dni. Lata zwyczajne i przestępne idą po sobie w takim porządku, ażeby po 19 latach początek roku przypadł znowu na ten sam dzień roku słonecznego. W ten sposób utrzymywana jest zgodność ze zjawiskami astronomicznemi. Początek roku żydowskiego przypada na różne daty roku gregorjańskiego.

Kalendarz mahometański różni się od żydowskiego tem, że opiera się tylko na ruchach księżyca. Miesiące mają po 29 lub 30 dni, a rok składa się z 12 miesięcy i ma 354 *(rok zwyczajny)* lub 355 dni *(rok przestępny)*. Kolejność lat zwyczajnych i przestępnych powtarza się po upływie 30 lat księżycowych. Lata swoje rachują mahometanie od roku ucieczki Mahometa z Mekki do Medyny, czyli od roku h e d ż i r y, przyczem pierwszy rok ery hedżiry przypada na 15 lipca 622 r. po nar. Chr. Oczywiście początek roku mahometańskiego przypadać musi zawsze na inną datę roku gregorjańskiego.

Dzień muzułmanie, podobnie jak żydzi, zaczynają po zachodzie słońca.

Kalendarz chiński opiera się na ruchach słońca i księżyca. W celu pogodzenia tych ruchów jedne lata mają po 12, inne po 13 miesięcy. Pierwsze są to lata *zwyczajne* po 354 lub 355 dni, drugie są to lata *pełne*, po 383 lub 384 dni. Miesiące nie mają żadnych nazw, tylko oznaczane są liczbami. Za początek roku przyjmuje się początek tego miesiąca, w którym słońce wstępuje w znak Ryb; w ten sposób rok zaczyna się zawsze między 10 stycznia a 19 lutego. W chronologji chińskiej są w zastosowaniu cykle, obejmujące po 60 lat; początek owej rachuby cyklicznej przypada na rok 2636 przed nar. Chr. W roku 1923 rozpoczął się cykl 77, w którym rok 1925 jest trzecim.

ALFABET GRECKI.

Α, *α* alfa	*Ν*, *ν* ni
Β, *β* beta	*Ξ*, *ξ* ksi
Γ, *γ* gamma	*Ο*, *ο* omikron
Δ, *δ* delta	*Π*, *π* pi
Ε, *ε* epsilon	*Ρ*, *ϱ* ro
Ζ, *ζ* dzeta	*Σ*, *σ*, *ς* sigma
Η, *η* eta	*Τ*, *τ* tau
Θ, *θ*, *ϑ* theta	*Υ*, *υ* ypsilon
Ι, *ι* jota	*Φ*, *φ* fi
Κ, *ϰ* kappa	*Χ*, *χ* chi
Λ, *λ* lambda	*Ψ*, *ψ* psi
Μ, *μ* mi	*Ω*, *ω* omega

WYKAZ ALFABETYCZNY NAZWISK I PRZEDMIOTÓW.

(Liczby oznaczają strony)


BIBLIOTHECA
VNIV. IAGELL.
CRACOVIENSIS

